

Alma Mater Studiorum - Università di Bologna

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Una popolazione stellare giovane nell'ammasso di Bulge Liller 1

Tesi di Laurea Magistrale

Candidato:
Chiara Crociati

Relatore:
**Chiar.mo Prof.
Francesco Rosario Ferraro**

Co-relatori:
**Prof.ssa Barbara Lanzoni
Dott.ssa Cristina Pallanca**

Sessione IV
Anno Accademico 2018-2019

Indice

Introduzione	1
1 Gli ammassi globulari	3
1.1 Proprietà generali	3
1.1.1 Le popolazioni multiple	4
1.1.2 Parametri principali dell'evoluzione stellare	7
1.2 Il Bulge galattico e i suoi ammassi globulari	11
1.2.1 Gli ammassi globulari del Bulge	11
1.2.2 La popolazione stellare del Bulge della Via Lattea	12
1.2.3 Terzan 5	14
1.2.4 Liller 1	20
2 Strumentazione	23
2.1 Hubble Space Telescope	23
2.1.1 La camera ACS/WFC	24
2.2 Ottica adattiva	24
2.2.1 Effetti della turbolenza atmosferica	24
2.2.2 La tecnica dell'ottica adattiva	28
2.3 Gemini South Telescope	31
2.3.1 Gemini multiconjugate adaptive optics system	31
3 Riduzione dati fotometrici	34
3.1 Data-set	34
3.1.1 Osservazioni HST	34
3.1.2 Osservazioni GeMS	36
3.2 Analisi fotometrica	36
3.2.1 PSF fitting	37
3.2.2 Combinazione dei cataloghi	40
3.2.3 Riduzione HST	42
3.2.4 Riduzione GeMS	44
3.2.5 Riduzione dei data-set combinati	45
3.3 Calibrazione strumentale	49
3.3.1 Astrometria	49
3.3.2 Calibrazione delle magnitudini	50
4 Mappa di estinzione in direzione di Liller 1	52
4.1 Flag di qualità	52
4.2 Correzione per il reddening differenziale	53
4.2.1 Effetti dell'arrossamento	53

4.2.2	Determinazione dell'eccesso di colore	56
4.2.3	Presentazione dei CMD corretti	59
5	Analisi delle popolazioni stellari in Liller 1	63
5.1	Caratteristiche del CMD	63
5.2	Distribuzioni delle popolazioni stellari	64
5.3	L'età delle popolazioni stellari in Liller 1	70
5.4	Il confronto tra Liller 1 e Terzan 5	73
6	Conclusioni	78
6.1	Sviluppi futuri	81
	Bibliografia	82

Introduzione

I processi di formazione dei bulge galattici sono ancora poco chiari e largamente dibattuti in letteratura (per esempio, McWilliam et al. 2008; Grieco et al. 2012; Saha e Gerhard 2013; Immeli et al. 2004). In questo contesto, la recente scoperta di alcune peculiarità in Terzan 5, un sistema stellare precedentemente catalogato come ammasso globulare del Bulge della Via Lattea, sembra dare supporto ai modelli secondo i quali i bulge galattici si formano per merging di strutture massicce ad alto redshift (Immeli et al. 2004; Elmegreen et al. 2008). Nonostante le sembianze di ammasso globulare, infatti, Terzan 5 si è rivelato un sistema più complesso, che ospita popolazioni con metallicità ed età molto diverse tra loro, suggerendo una storia di formazione stellare simile a quella ipotizzata per le stelle del Bulge (Ferraro et al. 2009; Ferraro et al. 2016). Il progenitore di Terzan 5, quindi, doveva essere sufficientemente massivo da riuscire a trattenere al suo interno il gas espulso dalle supernovae (contrariamente a quanto avviene negli ammassi globulari) e avere caratteristiche simili a quelle di strutture massive osservate in galassie ad alto redshift (Elmegreen et al. 2009), che si pensa derivino da instabilità di disco e siano responsabili della formazione dei bulge tramite fenomeni di merging e coalescenza. In questo scenario, altri sistemi stellari simili a Terzan 5 potrebbero essere ancora "nascosti", camuffati da ammassi globulari massicci nel Bulge della nostra galassia, dove le osservazioni sono particolarmente difficili a causa dall'elevata estinzione. Questo lavoro di tesi si inserisce in questo filone di ricerca: la scoperta dell'esistenza di altri sistemi di questo genere sarebbe di fondamentale importanza per chiarire finalmente quali siano i processi di formazione dei bulge galattici.

Liller 1 risulta uno dei candidati più promettenti per la scoperta di altri sistemi, posti nel Bulge della Galassia, che potrebbero possedere sotto-popolazioni di diversa età e metallicità. Questo sistema stellare, infatti, risulta molto massivo, con massa pari a $M_{tot} = 1.5_{+0.2}^{-0.1} \times 10^6 M_{\odot}$ (Saracino et al. 2015), ed è ancora ampiamente inesplorato a causa della forte estinzione nella sua direzione (con un arrossamento superiore a 3 magnitudini, equivalente ad un'estinzione di circa 10 magnitudini nella banda V).

Lo scopo di questa tesi è stato quello di condurre per questo ammasso stellare un'indagine fotometrica il più accurata possibile, ricavando il primo diagramma colore-magnitudine che comprendesse le bande fotometriche nel visibile, tramite immagini acquisite grazie al telescopio *Hubble Space Telescope*. Il lavoro svolto in questo elaborato ha prodotto come risultato il CMD più fondo e accurato disponibile per Liller 1, permettendo di campionare in maniera affidabile, per la prima volta, il *main sequence turn-off* (MS-TO) e parte della sequenza principale di questo sistema stellare. Tramite questo diagramma, è stato possibile trarre sorprendenti conclusioni sulla possibile natura di questo ammasso stellare.

Il lavoro di questa tesi è strutturato nel seguente modo:

- Nel Capitolo 1 sono riassunte le caratteristiche fisiche, fotometriche e chimiche che definiscono gli ammassi globulari, utili per comprendere la peculiarità del sistema

oggetto di questa tesi. Successivamente, viene proposta una panoramica generale sulla popolazione del Bulge galattico e dei suoi ammassi globulari. Viene posta l'attenzione su un particolare sistema stellare, Terzan 5, caso peculiare riscontrato all'interno del Bulge e col quale Liller 1 risulta avere molte analogie. Infine, è stato dedicato un paragrafo all'oggetto di questo elaborato, Liller 1, nel quale sono riassunti i principali risultati ottenuti finora in letteratura per questo ammasso.

- Nel Capitolo 2 è descritta la strumentazione impiegata per l'acquisizione dei data-set utilizzati in questo lavoro. Viene inoltre proposta una panoramica riassuntiva degli effetti provocati dall'atmosfera terrestre sull'acquisizione di immagini con telescopi da terra e sulla tecnica dell'ottica adattiva.
- Nel Capitolo 3 sono descritti i data-set impiegati in questa tesi e le procedure di riduzione dei dati, astrometrizzazione e calibrazione utilizzate per produrre i cataloghi fotometrici. È descritta nel dettaglio la particolare tecnica di riduzione sviluppata in questo lavoro, che ha permesso di combinare i data-set considerati, provenienti da strumenti diversi, e sfruttare le loro proprietà complementari.
- Nel Capitolo 4 viene trattato il problema del reddening differenziale in direzione di Liller 1. Pertanto, viene brevemente descritto il concetto di estinzione e, successivamente, la tecnica utilizzata per correggere tale effetto. Ciò ha consentito di produrre una mappa di estinzione ad alta risoluzione in direzione di questo ammasso, permettendo la correzione per reddening delle magnitudini. Infine, sono presentati i CMD ottenuti a seguito della correzione.
- Nel Capitolo 5 è descritta l'analisi delle diverse popolazioni stellari identificate nel CMD di Liller 1. Nello specifico, sono state analizzate le proprietà di queste popolazioni in termini fotometrici, di distribuzione spaziale e radiale (rispetto al centro del sistema) e la loro datazione (attraverso il confronto con un set di isocrone teoriche). Si è anche effettuato un confronto con le popolazioni stellari identificate in Terzan 5, rilevando e discutendo le principali similitudini e differenze.
- Nel Capitolo 6 vengono riassunte le procedure affrontate in questo lavoro e le conclusioni ottenute dall'analisi delle popolazioni stellari riconosciute in Liller 1. In particolare, viene chiarito che Liller 1 è il secondo caso, dopo Terzan 5, di sistema stellare con l'apparenza di un ammasso globulare che ospita, invece, popolazioni di età (e probabilmente metallicità) molto diversa: 12 Gyr per la più vecchia, appena 1-3 Gyr per la più giovane. Questo suggerisce che anche Liller 1 sia ciò che rimane di un sistema molto più massivo che, all'epoca di formazione della Via Lattea, ha contribuito a formarne il Bulge, fornendo così un'ulteriore supporto ai modelli che prevedono la formazione dei bulge galattici tramite la fusione di strutture massicce (come osservato nelle galassie ad alto redshift).

Capitolo 1

Gli ammassi globulari

1.1 Proprietà generali

Con il termine ammasso globulare (GC, dall'inglese *Globular Cluster*) si indicano quei sistemi stellari, legati gravitazionalmente, caratterizzati dall'essere molto compatti, con valori tipici di *half-light radius* compresi fra 3-5 pc, luminosi, con magnitudine media attorno a $M_V = -7$, e vecchi, con un'età tipica di 10-13 Gyr¹. Sono in generale sistemi metal-poor, mostrando solitamente $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$. A causa delle loro alte densità centrali, in alcuni casi fino a 10^6 stelle per pc³, sono ambienti in cui si verificano numerosi e complessi fenomeni di dinamica stellare.

Il loro profilo di brillantezza superficiale, per la maggior parte dei casi, è ben descritto dal modello di King (King 1966), che corrisponde ad una funzione di distribuzione rappresentante la sfera isoterma (distribuzione delle velocità maxwelliana) ma con un raggio di troncamento in corrispondenza della velocità di fuga del sistema. Questi modelli sono caratterizzati da una regione centrale a brillantezza costante (*core*) e, all'aumentare della distanza dal centro, da un andamento decrescente. La loro forma è determinata da un singolo parametro: da W_o , parametro adimensionale proporzionale al potenziale centrale, oppure dal parametro di concentrazione c , legato al precedente da una relazione univoca. Per definire quest'ultimo parametro, è necessario prendere in considerazione due raggi scala del modello, ovvero il *raggio di troncamento* (r_t), raggio oltre il quale le stelle non sono più legate gravitazionalmente all'ammasso, e il *raggio di King* (r_o), raggio di scala del modello. Il parametro di concentrazione è allora definito da:

$$c = \log_{10} \left(\frac{r_t}{r_o} \right) \quad (1.1)$$

La variazione nella forma dei modelli, al variare di c , è mostrata in Figura 1.1. Per valori elevati di c o W_o , r_o approssima la quantità osservabile r_c (*raggio di core*), ovvero il raggio in corrispondenza del quale la brillantezza superficiale proiettata è pari alla metà di quella centrale.

Gli ammassi globulari rappresentano il miglior esempio in natura di *single stellar population* (SSP): una SSP è composta da stelle singole aventi la stessa età, stessa composizione chimica iniziale (in termini sia di He che di abbondanza di metalli) e differenti masse, distribuite secondo una *initial mass function* (IMF). Il concetto di SSP è ampiamente utilizzato anche per descrivere l'evoluzione delle galassie, in quanto

¹Questa è l'età osservata nella nostra galassia, mentre nelle Nubi di Magellano si possono osservare anche casi molto giovani, fino a poche decine di Myr.

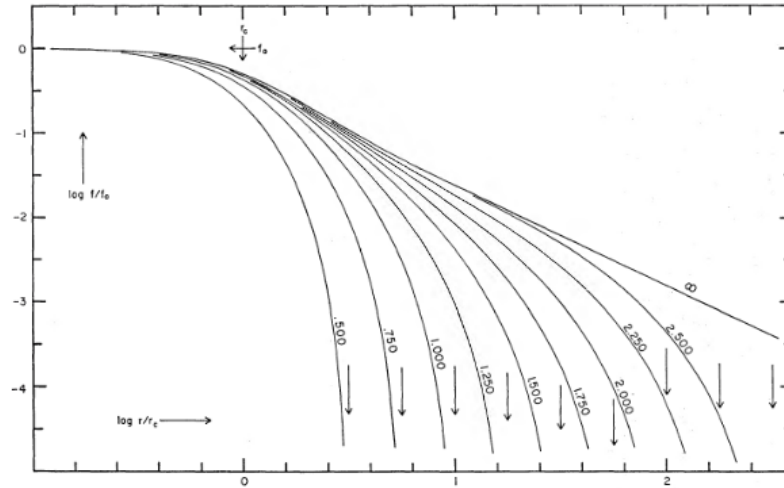


Figura 1.1: Modelli di King al variare del parametro di concentrazione c . In ascissa è rappresentato il logaritmo della distanza dal centro in unità di r_c , mentre in ordinata il logaritmo della brillantezza superficiale, normalizzata al valore centrale. Sul grafico sono segnati diversi valori per $\log_{10}(r_t/r_c)$. Le frecce segnano la posizione di r_t per il modello considerato (King 1966).

la popolazione stellare di una galassia può essere riprodotta come insieme di più SSP. Gli ammassi globulari quindi sono degli oggetti molto importanti in astrofisica, poiché consentono di osservare, e quindi testare, molte predizioni dei modelli di evoluzione stellare che, a loro volta, sono alla base dell'interpretazione delle proprietà delle galassie non risolte in termini, per esempio, di età, metallicità e massa stellare.

Accurate osservazioni, sia spettroscopiche che fotometriche, effettuate negli ultimi decenni hanno rivelato che le stelle degli ammassi globulari non sono strettamente omogenee dal punto di vista chimico, ma mostrano variazioni nell'abbondanza di elementi leggeri (per esempio, He, C, N, O, Na, Mg, Al). Tali variazioni si manifestano in correlazioni o anti-correlazioni tra alcuni elementi (la più evidente è l'anti-correlazione Na-O) e, benché manchi ancora un quadro interpretativo soddisfacente, rivelano che la formazione dei GC sia stata più complessa di quanto si pensasse in precedenza, con generazioni multiple di stelle formatesi in un arco di tempo di poche centinaia di Myr. È da tenere a mente, tuttavia, che gli ammassi globulari continuano a soddisfare la caratteristica di omogeneità per quanto riguarda gli elementi pesanti (Fe e elementi del picco del ferro): le implicazioni di questa peculiarità verranno sottolineate nella Sezione 1.2.3.

1.1.1 Le popolazioni multiple

Come già citato nella Sezione 1.1, gli ammassi globulari sono il miglior esempio in natura di SSP, anche se mostrano disomogeneità negli elementi leggeri. Negli ultimi decenni, si sono collezionate molte prove della presenza di anti-correlazioni negli elementi leggeri, testimoniando come questa variazione non sia casuale, bensì provocata da fattori che riguardano la storia di formazione stellare del sistema.

La prima rilevazione di anomalia chimica è avvenuta nel 1978 (Cohen), quando furono misurate stelle di RGB ricche di cianuro (*CN-strong*) negli ammassi M10 e M5. Nello specifico, si è osservato come questa abbondanza anti-correlasse con la

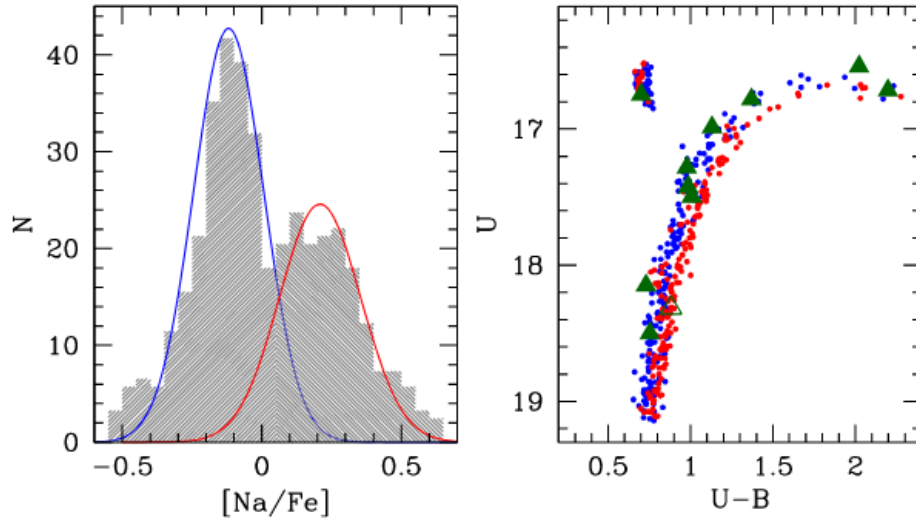


Figura 1.2: *Sinistra:* distribuzione dell’abbondanza $[Na/Fe]$ per le stelle di NGC 6362 analizzate in Dalessandro et al. (2018). *Destra:* $(U, U-B)$ CMD del campione di stelle dello stesso ammasso adottato in Dalessandro et al. (2014) nel quale le stelle Na-poor sono segnate in blu e quelle Na-rich in rosso. Tramite i triangoli verdi sono segnati i sistemi binari formati da stelle Na-poor.

profondità della banda del CH, ovvero con l’abbondanza di carbonio: in altri termini, le stelle CN-strong risultavano arricchite in N e carenti in C rispetto alle altre stelle di questi ammassi. Fino agli anni ’90, questa anomalia chimica è stata spiegata grazie al fenomeno di dredge-up, ovvero moti convettivi durante la fase di RGB che riescono a portare in superficie i risultati dei cicli di fusione nucleare che avvengono negli interni stellari². Solo dopo gli anni ’90 è stato possibile misurare un’altra anti-correlazione, ovvero l’anti-correlazione Na-O. Nei sistemi più massicci, sono state osservate ulteriori anti-correlazioni, come le Al-Mg o Mg-Si. L’anti-correlazione osservata, che misura stelle povere in Na ma ricche in O (e viceversa) ricalca quella già citata CN-CH, in quanto stelle deboli in CN risultano essere poco abbondanti in Na. Un esempio di questa duplice popolazione è raffigurato in Figura 1.2, nella quale vengono mostrate due popolazioni di stelle con diversa abbondanza di sodio, pur appartenendo allo stesso ammasso globulare. Il punto di svolta nell’interpretazione di tali anti-correlazioni è avvenuto tramite la loro osservazione in altre sequenze evolutive oltre l’RGB, suggerendo come questo fenomeno debba essere ricollegato alla storia di formazione degli ammassi globulari. Queste multi-popolazioni si manifestano anche dal punto di vista fotometrico, come mostrato nelle Figure 1.2 (pannello di destra) e 1.3. In particolare, nella Figura 1.3 si può osservare un esempio di fase evolutiva, nello specifico la MS, diversa dall’RGB ma che presenta un comportamento multi-modale.

Di conseguenza, queste disomogeneità sono state interpretate in termini di almeno due diverse generazioni di stelle, delle quali la seconda (2G) si sarebbe generata in un ambiente precedentemente inquinato dalla prima generazione di stelle (1G). Stelle che appartengono alla 2G mostrano un arricchimento in He, N e Na, fattore che suggerisce un materiale esposto a reazioni di cattura protonica ad alta temperatura ($T \sim 20 - 100 \cdot 10^6$ K). Pertanto, le ipotesi sui possibili candidati di 1G, responsabili dell’arricchimento chimico dell’ambiente, sono state concentrate su stelle nelle quali possono verificarsi

²Nel caso sopra citato, il risultato dell’anti-correlazione sarebbe frutto del ciclo CNO.

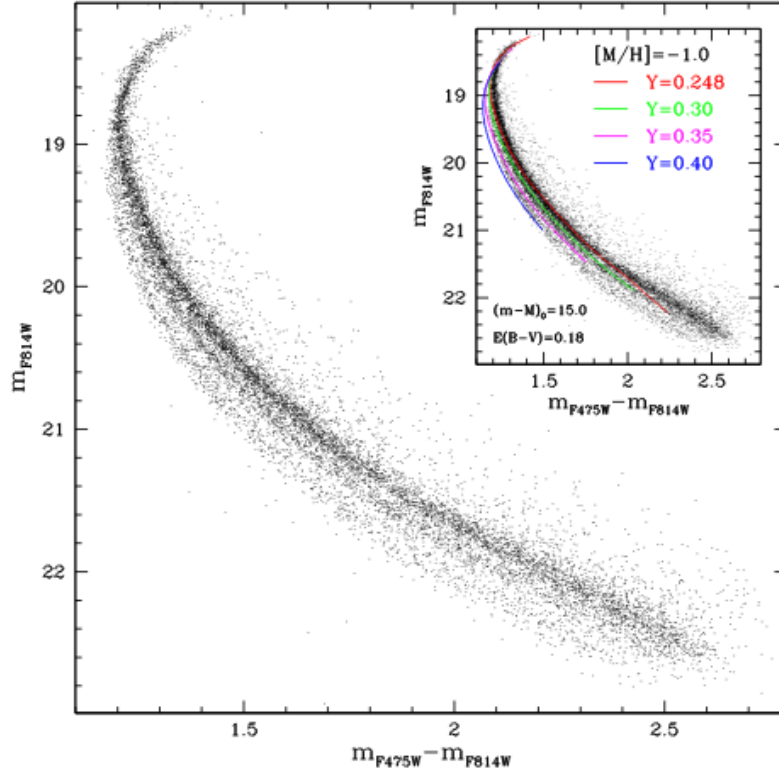


Figura 1.3: CMD corretto per reddening differenziale dell'ammasso globulare NGC 2808. Nel riquadro in alto è mostrata la MS sulla quale sono posizionate isocrone di età 12 Gyr ma con differenti abbondanze di He (Piotto et al. 2007).

tali processi di cattura protonica e la successiva espulsione di gas.

Allo stato attuale, i principali candidati risultano essere quattro (Renzini et al. 2015):

- **Stelle supermassive:** in un ammasso globulare giovane, le stelle più massive sono destinate a spostarsi nelle zone più interne dell'ammasso grazie a fenomeni di frizione dinamica. La teoria proposta è la possibile formazione di stelle supermassive tramite la loro coalescenza, con masse attorno $\sim 10^4 M_{\odot}$. Questi oggetti svilupperebbero una struttura completamente convettiva, con una luminosità vicina alla luminosità di Eddington. Quindi queste stelle creerebbero un vento ricco di He e di prodotti derivanti dal ciclo CNO, che disperdono nell'ambiente a causa della loro instabilità.
- **Stelle massive super-rotanti:** in questa teoria, la seconda generazione di stelle si formerebbe a partire da instabilità di dischi attorno a stelle rotanti e massive, avendo così anche la possibilità di essere contaminate dall'ambiente nelle vicinanze della stella massiva.
- **Binarie massive interagenti:** in questi sistemi binari, l'involuppo della stella primaria sperimenterebbe un fenomeno di mescolamento il quale, raggiungendo la shell di idrogeno, restituirebbe i prodotti della fusione CNO e delle catture protoniche. Successivamente, gli involuipi delle stelle interagenti subirebbero una fase di *envelope* comune. Espellendo il materiale, questa fase rifornirebbe l'ISM. Vi sono due visioni per la formazione della seconda generazione: originariamente, lo scenario proposto consisteva nella formazione della 2G direttamente dal materiale

espulso; in una teoria successiva, l'envelope sarebbe spazzato via dai dischi circumstellari di stelle giovani e poco massive per cadere successivamente sulle stelle stesse. Questo scenario pertanto non implicherebbe eventi multipli di formazione stellare.

- **Stelle di AGB:** durante la fase di AGB, stelle con masse nell'intervallo $3 - 8 M_{\odot}$ sperimentano il fenomeno di *Hot bottom burning* (HBB), per mezzo del quale, durante un nuovo evento di dredge-up nella fase evolutiva di AGB, vengono raggiunte temperature elevate (fino a $T \sim 8 \cdot 10^7$ K) nella parte inferiore dell'envelope convettivo, rendendo efficaci le catture protoniche. Questi fattori permettono l'innesco dei rami secondari del ciclo CNO, passando dalla formazione di N, O, F, Ne, Na, Mg fino alla produzione di Al. Al di sotto di $\sim 3 M_{\odot}$, tale processo non entra in funzione e il ramo di AGB è popolato da *carbon stars*, ovvero stelle che in tale dredge-up non raggiungono temperature sufficienti per il bruciamento del carbonio e pertanto portano in superficie un eccesso di questo elemento chimico. Nessuna *carbon star*, però, è stata finora osservata nelle stelle di 2G, che dovrebbero quindi formarsi prima che le stelle con masse $\leq 3 M_{\odot}$ siano evolute nella fase di AGB. Dopo la formazione della prima generazione di stelle, viene trattenuto nel sistema il materiale espulso dal vento stellare, da stelle di AGB e super-AGB. È a partire da questo gas arricchito che si formerebbero le successive generazioni di stelle.

È da tenere in considerazione che queste interpretazioni richiedono uno scenario di evoluzione rapido, con una differenza di età dell'ordine di $\sim 50 - 100$ Myr fra le varie generazioni. Quindi le stelle di un ammasso globulare non sono rigorosamente coeve, ma presentano una piccola differenza in età. Benché le anomalie chimiche negli elementi leggeri siano osservate praticamente in tutti gli ammassi globulari, le stelle appartenenti a questi sistemi rimangono comunque omogenee nel loro contenuto di ferro ed essenzialmente coeve, in linea con la definizione teorica di "popolazione stellare semplice".

1.1.2 Parametri principali dell'evoluzione stellare

In questo paragrafo sarà data una sintetica descrizione di quali siano i parametri rilevanti che determinano le caratteristiche strutturali delle stelle nel corso della loro evoluzione.

La soluzione delle equazioni che descrivono gli interni stellari fornisce come risultato un modello che definisce le proprietà fisico-chimiche di una determinata stella, dal centro alla fotosfera, una volta specificati i valori iniziali di massa e composizione chimica. Fornite queste condizioni iniziali, l'evoluzione temporale della struttura stellare descrive, in un grafico dove in ascissa è riportata la temperatura effettiva e in ordinata la luminosità bolometrica (diagramma Hertzsprung-Russel, HRD), una traccia caratteristica chiamata *traccia evolutiva*. Uno strumento essenziale per studiare gli ammassi globulari è l'*isocrona*, ovvero il luogo sul diagramma HR che connette punti appartenenti a diverse tracce evolutive (corrispondenti a diverse masse stellari) a fissato istante di tempo rispetto al momento di formazione del sistema. Un parametro rilevante per la descrizione dell'evoluzione delle stelle è la massa al *main sequence turn-off* (MS-TO), corrispondente al punto nel diagramma HR in corrispondenza del quale si esaurisce l'idrogeno nel nucleo. Siccome la differenza tra la massa che possiede la stella al MS-TO e nelle fasi evolutive avanzate è trascurabile, questo comporta che

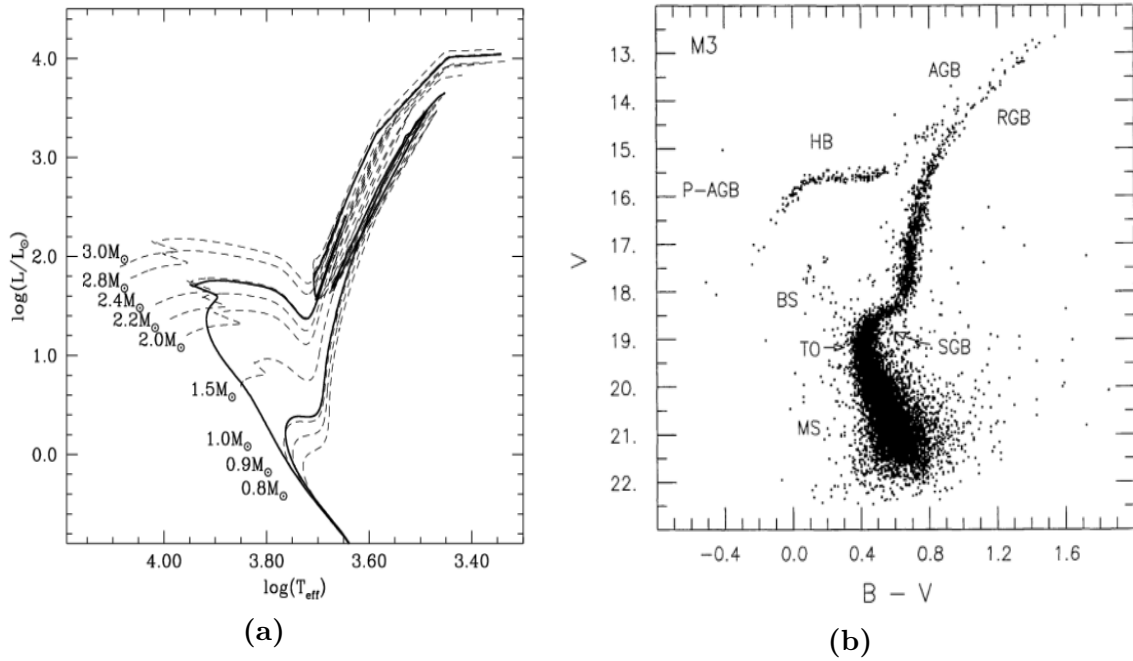


Figura 1.4: (a) Diagramma HR raffigurante le tracce evolutive di stelle con masse specificate nel grafico (linee tratteggiate) e due isocrone a tempi differenti (linee continue). Le isocrone corrispondono a 700 Myr, per una $M_{TO} = 2.4 M_\odot$ (linea superiore), e 10 Gyr, corrispondente ad una $M_{TO} = 1 M_\odot$ (linea inferiore). Credits: M.Salaris e S.Cassisi. (b) Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso M5 sul quale sono evidenziate le principali fasi evolutive (Renzini e Fusi Pecci 1988).

di fatto l'isocrona di una data età e la traccia evolutiva di una stella, con massa pari a quella che si trova al MS-TO in quel momento, siano sostanzialmente coincidenti nelle fasi avanzate dell'evoluzione. Questo è chiaramente visibile nella Figura 1.4a, dove l'evoluzione post-MS dell'isocrona di 700 Myr di anni è praticamente coincidente con la traccia di $2.4 M_\odot$ e l'isocrona di 10 Gyr è compatibile con la traccia di $1 M_\odot$. Un punto lungo l'isocrona quindi è caratterizzato da tre parametri: luminosità bolometrica, temperatura effettiva e massa che sta evolvendo.

L'età della popolazione stellare ha un importante effetto sull'isocrona dal punto di vista morfologico. All'aumentare dell'età, una volta fissata la metallicità, i principali cambiamenti sull'isocrona risultano i seguenti (si rimanda alla Figura 1.4):

- Il MS-TO si sposta verso temperature più fredde e luminosità più basse;
- Il Sub-Giant Branch (SGB), momento in cui si innesca la combustione dell'H in una shell esterna al nucleo, risulta sempre meno esteso in temperatura;
- Il Red Giant Branch (RGB), ovvero la fase evolutiva in cui la stella è sorretta dal bruciamento in shell, si estende sempre di più in luminosità, diventando ben sviluppato per popolazioni di età maggiore di 1 Gyr;
- La luminosità dell'Horizontal Branch (HB), la fase evolutiva in cui la stella ha innescato la fusione nucleare dell'He tramite la catena 3α , risulta costante dopo $\sim 1 \text{ Gyr}$.

In particolare, è interessante osservare come cambia la forma della regione in cui avviene il TO. Nella fase evolutiva di MS, l'idrogeno contenuto nel nucleo della stella

viene convertito in elio tramite fusione nucleare. Questa è la fase evolutiva più duratura e di conseguenza, essendo il numero di stelle osservate in una data sequenza proporzionale alla durata della fase evolutiva, è solitamente la sequenza più popolata. Per popolazioni giovani o con età intermedia (0.1-2 Gyr) la forma della regione del TO risulta a "uncino", mentre per popolazioni vecchie (>3 Gyr) risulta continua. Questa differenza è mostrata in Figura 1.4a. Tale peculiarità deriva dal tipo di nucleo che si è instaurato a seguito dell'innesco dell'H nel core: per stelle di massa elevata o intermedia ($M \geq 1.2 M_{\odot}$), la fusione dell'idrogeno avviene tramite ciclo CNO, che causa l'instaurazione di un core con convezione; per stelle di piccola massa ($M \leq 1.2 M_{\odot}$), la combustione dell'H avviene tramite la reazione protone-protone (p-p), in un core radiativo. Questa differenza si riflette sulla forma della traccia nel momento in cui la stella ha convertito in elio tutto l'idrogeno disponibile nel nucleo, continuando la fusione dell'H tramite una *shell* che si sposta verso l'esterno. Per stelle che hanno esaurito l'H tramite ciclo p-p, questo passaggio avviene in maniera continua, mentre stelle che hanno sostenuto il ciclo CNO, a causa dell'omogeneità chimica del nucleo, terminano la combustione in modo improvviso, generando una contrazione della struttura. A causa di tale contrazione, la temperatura aumenta permettendo l'innesco del bruciamento in shell attorno al nucleo e il blocco della contrazione. Pertanto, vi è una fase in cui la stella si sposta nel diagramma HR verso temperature più alte, provocando la classica forma ad uncino.

A livello teorico, il MS-TO è il punto lungo l'isocrona che segna la fine della combustione dell'H nel core e corrisponde al punto più caldo della MS. L'aspetto fondamentale è che la massa stellare, e quindi la luminosità³, è una funzione dell'età, decrescendo all'aumentare dell'età della popolazione. I modelli stellari forniscono allora la corrispondenza fra età della popolazione e massa della stella che si trova al MS-TO. Per esempio, a fissata metallicità, è possibile ricavare una relazione analitica fra M_{TO} (massa al TO) e t (età della popolazione):

$$\log_{10} M_{TO} = 7.764 - 1.338 \times \log_{10}(t) + 0.0558 \times \log_{10}^2(t) . \quad (1.2)$$

In realtà è fondamentale tenere in considerazione anche le abbondanze chimiche iniziali delle stelle, le quali, modificando i tempi evolutivi della stella, si inseriscono nella relazione nel seguente modo:

$$\log_{10} t = -0.52 + 0.37M_V(TO) - 0.43Y - 0.13[Fe/H] . \quad (1.3)$$

Dalla teoria dell'astrofisica stellare, una variazione nella metallicità della stella comporta una variazione nell'opacità dell'atmosfera stellare (κ). Questo fenomeno è collegato alle transizioni elettroniche che subiscono gli atomi al passaggio della radiazione e va a modificare la luminosità e la temperatura effettiva della stella. Un aumento della metallicità provoca una diminuzione della luminosità e della temperatura della stella. L'isocrona dunque si sposta in corrispondenza di valori per la temperatura e per la luminosità più bassi.

Una variazione nella metallicità ha conseguenze anche sui tempi evolutivi delle stelle. A parità di età, nel caso in cui si considera una stella metal-rich, si riscontrerà un valore della massa al MS-TO più alto. Il valore della massa della stella al MS-TO ha importanti conseguenze anche sulla morfologia osservata dell'HB. In generale, il posizionamento di una stella sull'HB dipende dal rapporto fra la massa del nucleo e totale della stella, dunque anche in questo caso la massa è un parametro rilevante per determinare il

³Nello specifico, $L \propto M^{\alpha}$ con $\alpha \simeq 4$.

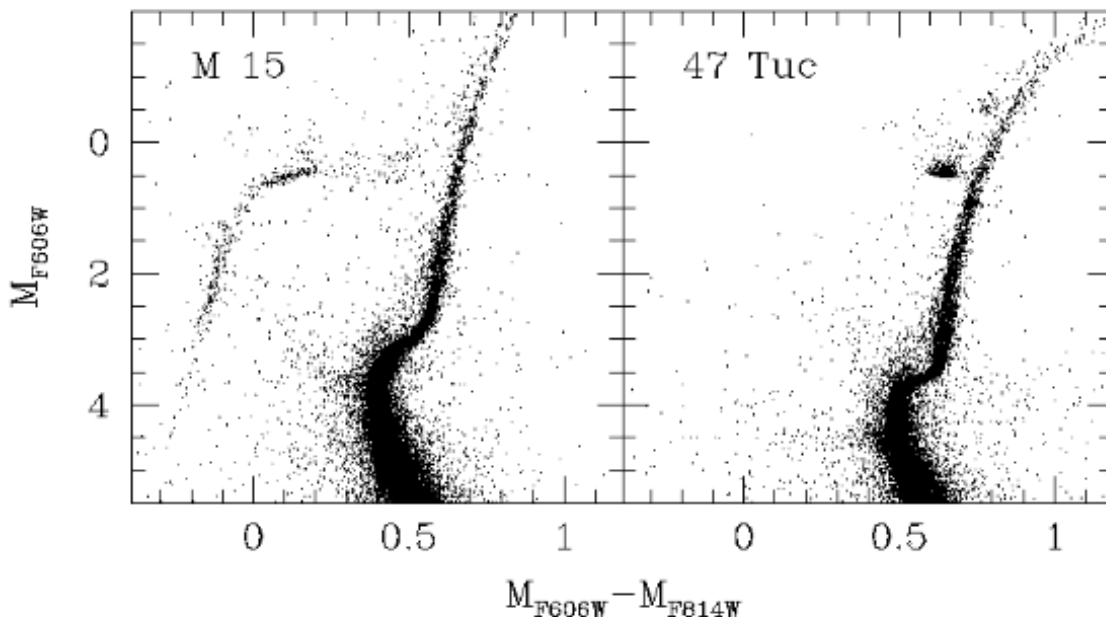


Figura 1.5: Diagrammi colore-magnitudine degli ammassi globulari M 15 (pannello di sinistra) e 47 Tucanae (pannello di destra) (Sarajedini et al. 2007). Si noti come nel caso di M 15, l'HB presenti una morfologia estesa fino alle regioni blu del diagramma, mentre nel caso di 47 Tuc essa si presenti concentrata nella regione più rossa, definendo il *Red Clump*.

posizionamento su quella che è definita *Zero age horizontal branch* (ZAHB), ovvero la fase di combustione dell'elio in condizione di nucleo non degenerare. Una stella metal-rich, che parte dal MS-TO con una massa più alta, tenderà a localizzarsi nella regione rossa della ZAHB, generando quello che si chiama Red-Clump (RC). Al contrario, una stella che inizia il bruciamento dell'He nel nucleo con masse dell'envelope minori, si posiziona nella regione più calda della ZAHB, poiché risulterà avere temperature superficiali più alte.

L'aumento dell'abbondanza di He invece agisce in senso opposto alla metallicità, diminuendo il valore che assume la massa stella al TO e, di conseguenza, la massa totale che risulterà avere la stella al posizionamento sulla ZAHB. L'HB sarà spostato verso il versante caldo della sequenza. In molti casi, l'HB risulta coprire un ampio range di temperature e luminosità. In Figura 1.5 è mostrato un confronto fra queste due diverse morfologie di HB.

Conoscendo le proprietà dei filtri fotometrici con cui si sono eseguite le osservazioni e le relazioni che intercorrono fra la temperatura effettiva e il valore del colore intrinseco, è possibile declinare tutti i ragionamenti fatti sul piano teorico, ovvero sul diagramma HR, ad un piano osservato, il cosiddetto *diagramma colore-magnitudine* (CMD).

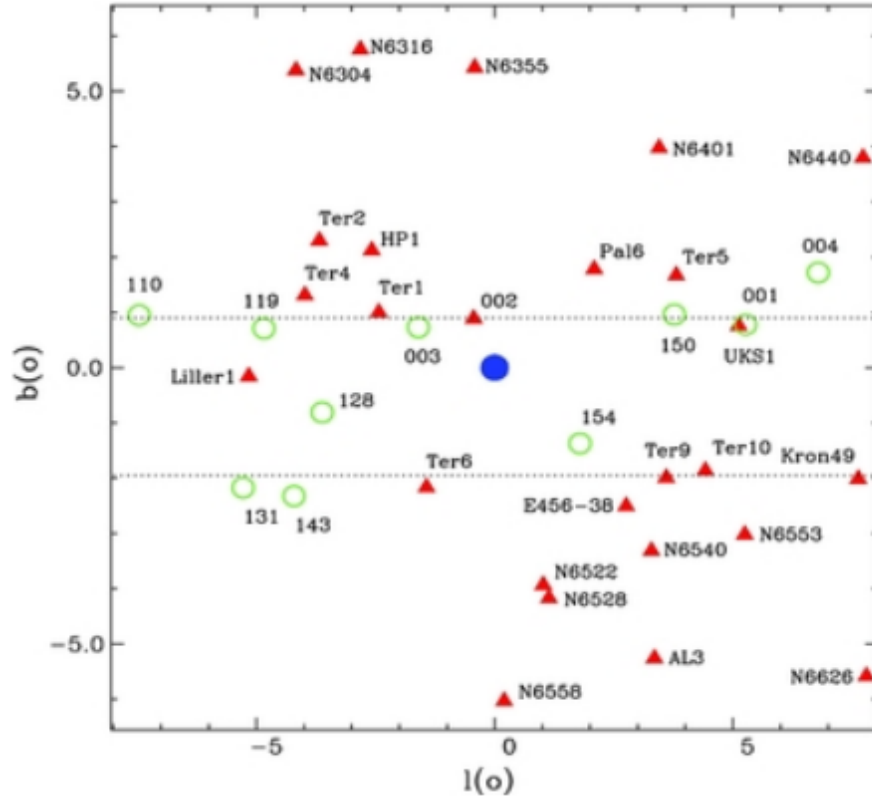


Figura 1.6: Posizione proiettata per gli ammassi di Bulge in coordinate galattiche. I triangoli rossi corrispondono ad ammassi globulari noti prima del 2016, i cerchi verdi sono ammassi o candidati tali rilevati dalla *Vista Variables survey in the Via Lactea* (VVV), mentre il cerchio in blu indica le coordinate del centro galattico (Bica et al. 2016).

1.2 Il Bulge galattico e i suoi ammassi globulari

All'interno della Via Lattea, gli ammassi globulari sono disposti nell'alone, nel *thick disk* e nel Bulge, mentre non sono presenti nel *thin disk*. Finora, sono stati osservati e catalogati più di 150 ammassi (Harris 2010). Una loro caratteristica è quella di essere estremamente vecchi, con età che vanno tipicamente da 10 a 13 Gyr: pertanto tali sistemi sono "fossili" delle fasi primordiali di formazione della nostra galassia. In particolare, il confronto fra le caratteristiche della popolazione di campo del Bulge e quella dei suoi ammassi globulari può aprire nuovi e interessanti campi di discussione sulla storia di formazione ed evoluzione del Bulge stesso.

1.2.1 Gli ammassi globulari del Bulge

Gli ammassi globulari posti nel Bulge della nostra galassia possono offrire un'inedita prospettiva sulla sua storia di formazione ed evoluzione. In Figura 1.6 è mostrata la distribuzione angolare proiettata, per la regione interna nel Bulge, degli ammassi selezionati nel campione di Bica et al. (2016): il fatto che solo pochi ammassi (o candidati tali) siano stati finora osservati in questa regione di cielo è conseguenza dell'elevata estinzione interstellare che interessa questa linea di vista.

In confronto con gli ammassi globulari presenti nell'alone, i GC del Bulge risultano essere metal-rich, con abbondanza di ferro e di elementi- α confrontabile con quella

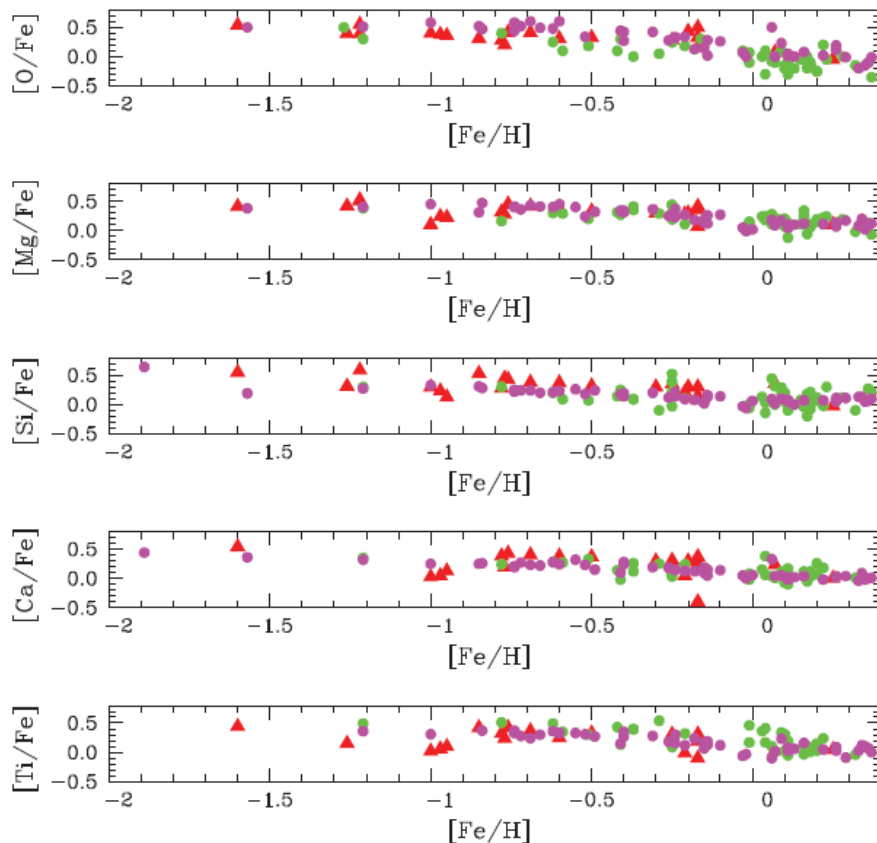


Figura 1.7: $[O, Mg, Si, Ca, Ti/Fe]$ vs $[Fe/H]$ per il campione di ammassi globulari analizzato in Bica et al. (2016). Con i triangoli rossi sono indicati i GC del campione; in verde sono indicate alcune stelle di campo del Bulge; in viola sono indicate le galassie nane microlensate del Bulge.

osservata per le stelle di campo (Figura 1.7).

1.2.2 La popolazione stellare del Bulge della Via Lattea

Il Bulge galattico è stato sempre considerato come la componente più antica della nostra galassia. Esso infatti ospita una popolazione stellare globalmente molto vecchia, della quale è possibile stimare l'età tramite la fotometria, ovvero determinando la luminosità del MS-TO. Vari studi fotometrici suggeriscono che la popolazione di campo di Bulge sia uniformemente vecchia, con età maggiori di 10 Gyr (Ortolani et al. 1995; Zoccali et al. 2003; Clarkson et al. 2008; Valenti et al. 2013). Un esempio è mostrato in Figura 1.8.

Tuttavia, negli ultimi anni, è stato suggerito che nel Bulge sia presente anche una componente di stelle giovani. Clarkson et al. (2011) ricavò che almeno il 3.4% della popolazione che compone il Bulge galattico sia composta da stelle giovani, con età minore di 5 Gyr. Lo studio condotto da Bensby et al. (2017) ha stimato spettroscopicamente l'età per un campione totale di 90 stelle nane microlensate situate nel Bulge. Gli autori hanno riscontrato una relazione che intercorre fra età e metallicità, mostrata in Figura 1.9: la maggior parte delle stelle metal-poor, con $[Fe/H] < -0.5$, ha età maggiori di 10 Gyr; per metallicità più alte, le stelle mostrano un'ampia gamma di età, ma la componente dominante ha età inferiori a 5 Gyr. Alle più giovani, è stata attribuita

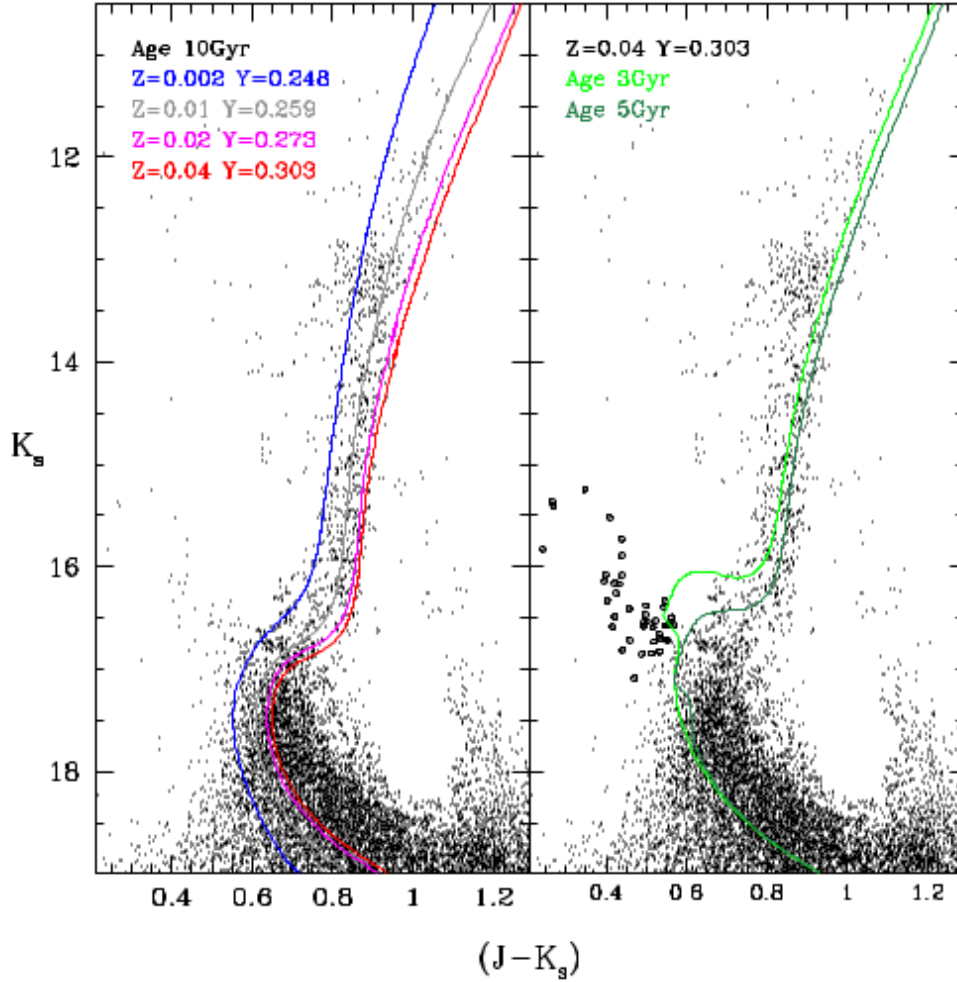


Figura 1.8: CMD di un campione di stelle di Bulge all'interno del campo di vista analizzato in Valenti et al. (2013). L'età, la metallicità e l'abbondanza di elio per le isocrone sono indicate nella parte superiore del pannello.

un'età attorno a 1 Gyr e la loro frazione aumenta drasticamente all'aumentare della metallicità. Per metallicità sovra-solari, più del 35% delle stelle è più giovane di 8 Gyr (Bensby et al. 2017). Sono stati riscontrati in totale cinque picchi di metallicità in corrispondenza dei valori $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.09, -0.63, -0.20, +0.12$ e $+0.41$. Questa analisi suggerisce che il Bulge abbia sperimentato vari episodi di formazione stellare a 3, 6, 8 e 12 Gyr fa. La reale esistenza di una componente di stelle così giovani nel Bulge della nostra galassia, tuttavia, è ancora dibattuta.

Da studi di spettroscopia ad alta risoluzione, la metallicità media del Bulge è relativamente elevata (con valori di $[\text{Fe}/\text{H}]$ variabile da -1 a 0.4 , con picco per valori sovra-solari), mostrando un gradiente verticale di metallicità (per esempio Zoccali et al. 2008). Ulteriori studi hanno dimostrato come questo gradiente sia sostanzialmente la manifestazione di una duplice popolazione: la distribuzione di metallicità (MDF) del Bulge infatti sembra essere composta da due MDF, con i picchi di metallicità attorno a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$. L'abbondanza relativa con cui si manifestano le due componenti dipende dalla distanza dal piano galattico. Pertanto, il gradiente osservato sarebbe la manifestazione di diverse popolazioni stellari a differenti altezze-scala.

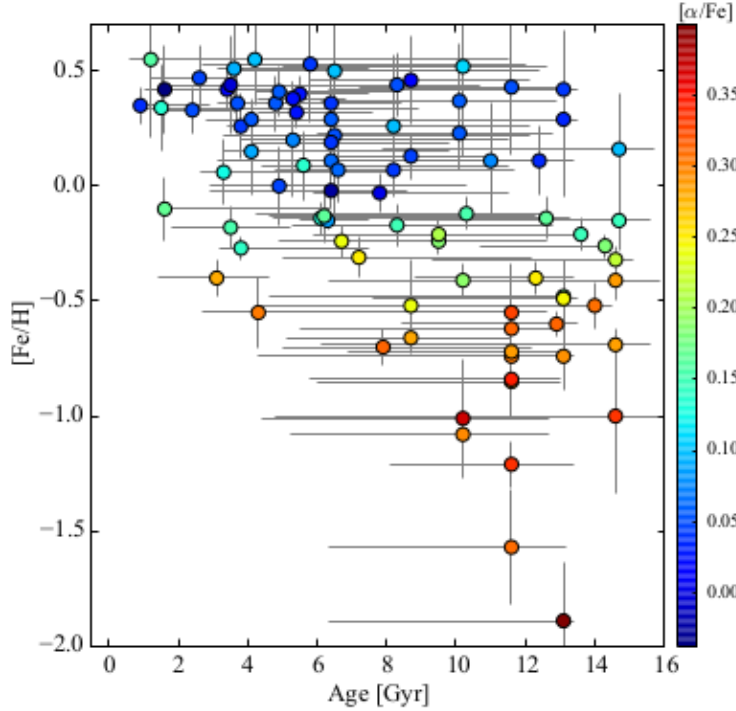


Figura 1.9: Età versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ per il campione di stelle nane microlensate considerato in Bensby et al. (2017). Le stelle sono colorate in base al loro valore di $[\alpha/\text{Fe}]$, mostrato sulla destra del grafico.

1.2.3 Terzan 5

Terzan 5 è un sistema stellare posto nelle zone più interne del Bulge della nostra galassia, in corrispondenza delle coordinate galattiche $l = 3.84^\circ$ e $b = 1.69^\circ$ (Harris 2010). La sua distanza è pari a $d = 5.9 \pm 0.5$ kpc, corrispondente ad un modulo di distanza assoluto $(m - M)_0 = 13.87$. Fino al 2009, era considerato un classico ammasso globulare. L'osservazione tramite lo strumento con ottiche adattive MAD, montato provvisoriamente sul telescopio VLT (Chile) dell'ESO, ha messo in luce una caratteristica unica nel suo genere, che ha portato a considerare Terzan 5 non più come un classico ammasso globulare, bensì come un sistema stellare ben più complesso.

Inizialmente, Terzan 5 fu studiato a causa del suo peculiare contenuto di millisecond pulsar (MSP): circa il 25% di tutte le millisecond-pulsar osservate negli ammassi globulari galattici risiede in questo sistema stellare (Ransom et al. 2005), ed è proprio a causa di un progetto che mirava a studiare questa popolazione esotica che Terzan 5 fu osservato tramite MAD. Le immagini ad alta risoluzione nelle bande J e K hanno permesso la costruzione di un diagramma colore-magnitudine nel quale furono ben visibili due diversi Red Clump, separati sia in luminosità, di $\delta K \sim 0.3$, sia in colore, $\Delta = (J - K) \sim 0.2$ (Ferraro et al. 2009), come mostrato in Figura 1.10. Per osservare questa caratteristica è stato necessario aspettare l'avvento di osservazioni tramite ottiche adattive poiché Terzan 5 è affetto da un grande arrossamento, pari a $E(B - V) = 2.38$ (Barbuy et al. 1998), con forte dipendenza dalla linea di vista (Massari et al. 2012).

Una possibile spiegazione di questo doppio-RC è stata attribuita ad una diversa componente in ferro, poiché metallicità diverse danno origine a isocrone con un'altezza del RC differente. Questa scoperta è allora unica e molto interessante: come discusso

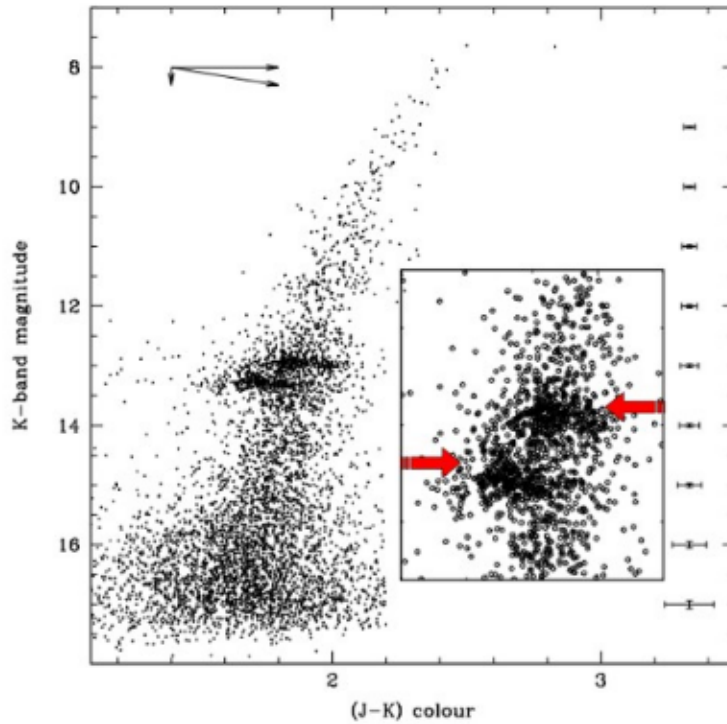


Figura 1.10: Diagramma colore-magnitudine nelle bande J e K (infrarosso) per stelle entro 20 arcosecondi dal centro di Terzan 5. Nell’ingrandimento è mostrato uno zoom della zona comprendente i due RC: si può osservare come siano separati in magnitudine. È inoltre riportato l’andamento del vettore di reddening: vista la sua direzione nel piano $(K, J-K)$, è chiaro che questa doppia sequenza non possa essere originata da un effetto di arrossamento (Ferraro et al. 2009).

nei paragrafi precedenti, gli ammassi globulari sono omogenei in ferro e presentano solo delle variazioni nell’abbondanza degli elementi leggeri (Sez. 1.1.1). Questo fatto è legato al tipo di processo che arricchisce chimicamente l’ambiente e alla capacità del sistema di trattenere al suo interno il gas arricchito dalle precedenti generazioni di stelle. Le anti-correlazioni misurate negli elementi leggeri possono essere frutto dei venti stellari generati da stelle di AGB, con masse comprese fra $4 - 6 M_{\odot}$, oppure stelle di MS rotanti velocemente, le quali disperdono nell’ambiente gli elementi chimici attraverso venti di $v_{ej} \sim 10 \text{ km/s}$. Considerando una massa tipica per gli ammassi globulari pari a $M \sim 10^5 M_{\odot}$, questi sistemi sono in grado, grazie alla loro buca di potenziale, di trattenere gli elementi espulsi a tale velocità. Il ferro, invece, viene prodotto durante i processi di esplosione delle supernovae, che disperdono gli elementi con velocità di circa $v_{ej} \sim 100 \text{ km/s}$, troppo elevate perché il materiale espulso possa rimanere intrappolato nella buca di potenziale di un GC. Di conseguenza, la misura di uno *spread* in ferro è indice di una buca di potenziale profonda, ovvero di masse più elevate rispetto a quelle dei classici ammassi globulari.

La conferma della presenza in Terzan 5 di una doppia popolazione con metallicità differente è avvenuta tramite l’analisi spettroscopica ad alta risoluzione di un campione di stelle per entrambi i RC, grazie a NIRSPEC (Keck II, Hawaii). È infatti emersa una popolazione metal-poor con $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.25$, corrispondente al RC meno luminoso, e una metal-rich con $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$ (Ferraro et al. 2009). Questa doppia popolazione è

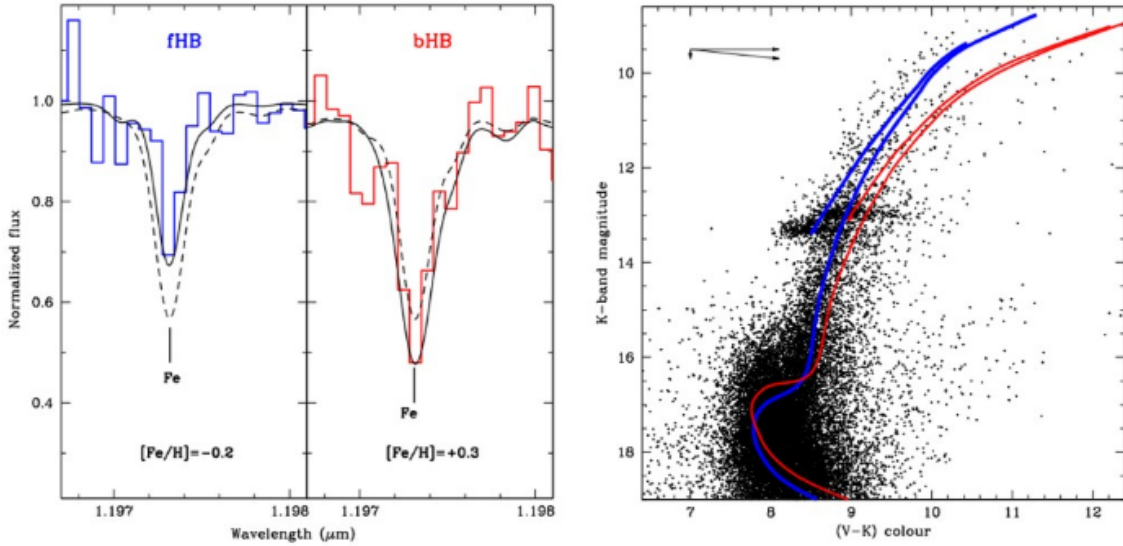


Figura 1.11: *Sinistra:* spettro combinato in banda J vicino alla riga del ferro ($1.1973 \mu\text{m}$) di tre stelle appartenenti al RC meno luminoso (in blu) e più luminoso (in rosso). *Destra:* CMD (K, V-K) ottenuto tramite dati VLT-MAD e HST-ACS, corretto per reddening differenziale. In questo diagramma sono visibili due isocrone con metallicità pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$, $Y=0.26$ e $t=12$ Gyr (in blu), e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$, $Y=0.29$ e $t=6$ Gyr (in rosso); in alto è mostrata la direzione del vettore di reddening (Ferraro et al. 2009).

visibile in Figura 1.11. Inoltre, è da sottolineare che per questi due gruppi di stelle si misurò la stessa velocità radiale, confermando la loro appartenenza allo stesso sistema stellare.

Dunque si è di fronte a due popolazioni, appartenenti allo stesso sistema stellare, con diversa abbondanza in ferro. Le due diverse popolazioni mostrarono un'abbondanza differente anche per quanto riguarda gli elementi- α pari a $[\alpha/\text{Fe}] = +0.34$ e $[\alpha/\text{Fe}] = +0.03$, rispettivamente per la metal-poor e la metal-rich (Origlia et al. 2010). La distribuzione di elementi- α in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ corrisponde a quella misurata per le stelle di campo del Bulge della nostra galassia, sottolineando come sia stretto il legame di quest'ultimo con Terzan 5 (Figura 1.12). Successivi studi spettroscopici (Massari et al. 2014) hanno confermato questa caratteristica, identificando in aggiunta un'ulteriore popolazione, di entità minore, con metallicità pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$. In totale, la metallicità di Terzan 5 copre un range di $\sim 1 \text{ dex}$, una dispersione mai osservata per un ammasso globulare. L'analisi della distribuzione radiale delle due popolazioni è mostrata in Figura 1.13 e dimostra come la componente arricchita in metalli sia maggiormente concentrata nelle zone centrali dell'ammasso (Lanzoni et al. 2010).

Tutti questi fattori portano alla conclusione che Terzan 5 dovesse essere molto massivo in passato, con massa circa pari a $M \simeq 10^7 M_\odot$, da confrontare con la massa attuale comunque molto elevata, stimata a $M \simeq 2 \times 10^6 M_\odot$ (Lanzoni et al. 2010).

Si ritiene quindi che in questo sistema stellare sia avvenuto un processo di auto-arricchimento a seguito di esplosioni di SNe: la prima generazione di stelle si sarebbe formata da gas precedentemente arricchito da SNe core-collapse (SNe CC), mentre la generazione successiva (quella più metallica) avrebbe avuto origine dopo l'esplosione delle SNe termonucleari di tipo Ia, che hanno arricchito il mezzo interstellare soprattutto di ferro. Queste ipotesi spiegherebbero in maniera naturale la straordinaria popolazione di MSP osservata in Terzan 5: le numerose esplosioni di SNe CC avrebbero generato una

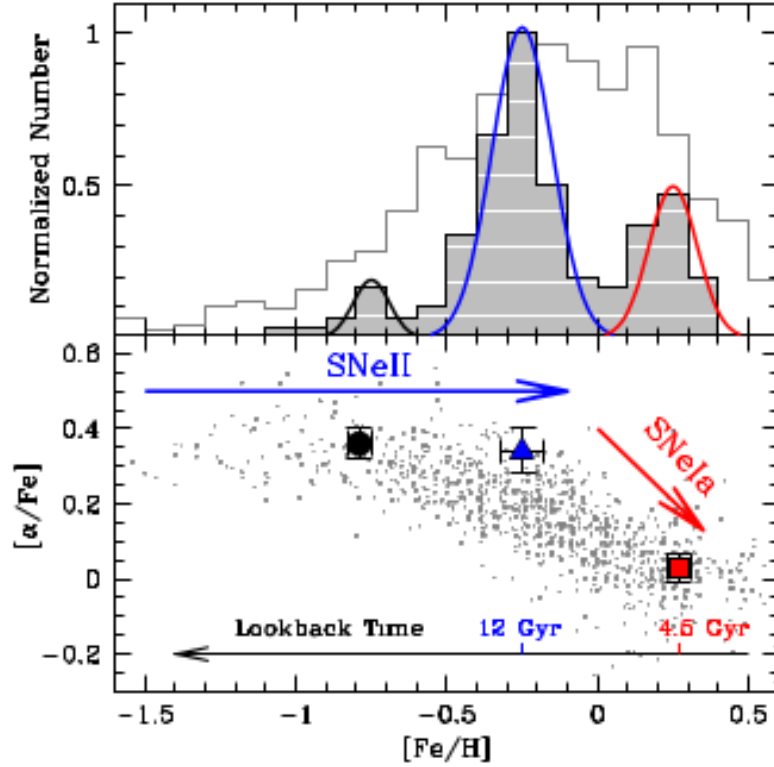


Figura 1.12: *Sopra:* è mostrata la distribuzione in ferro delle tre sotto-popolazioni di Terzan 5 (grigio scuro) comparata con la distribuzione di stelle del Bulge (Ness et al. 2014). *Sotto:* distribuzione degli elementi α per le tre popolazioni (in nero la popolazione estremamente metal-poor; il triangolo blu la popolazione sub-solare; quadrato rosso la popolazione super-solare) comparata con la distribuzione delle stelle di Bulge (in grigio). È segnata inoltre l'epoca di formazione delle due sotto-popolazioni principali (Ferraro et al. 2016).

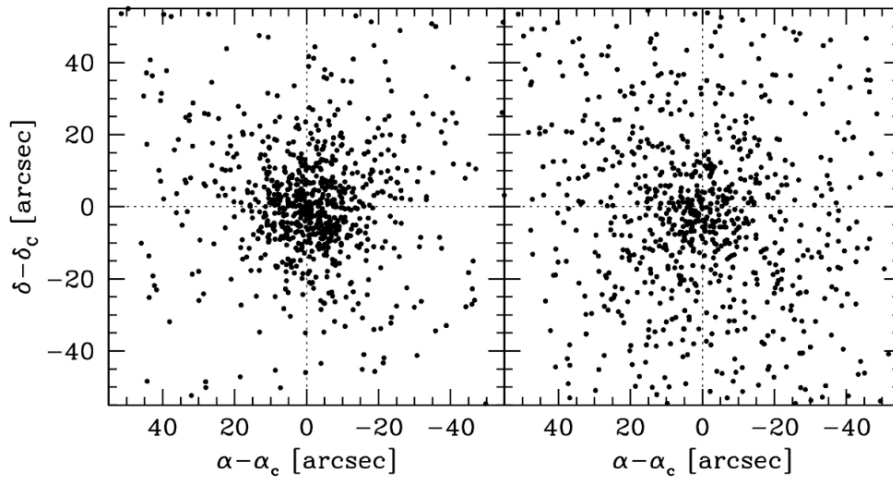


Figura 1.13: Distribuzione delle due popolazioni di RC rispetto al centro di gravità dell'ammasso (Lanzoni et al. 2010). *Sinistra:* distribuzione delle stelle di RC brillanti. *Destra:* distribuzione stelle RC più deboli. Si nota come le stelle che, in uno scenario di auto-arricchimento, corrisponderebbero alla seconda generazione (più ricca di metalli, quindi il RC più brillante, a sinistra) siano più concentrate verso il centro.

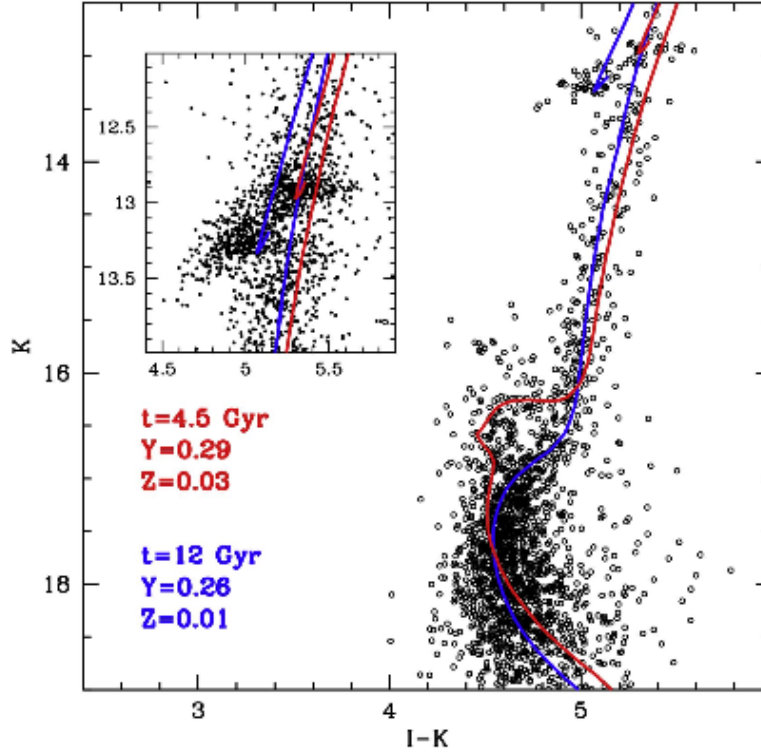


Figura 1.14: CMD di Terzan 5, a seguito della correzione per reddening differenziale, ottenuto dalla combinazione di immagini ottenute tramite VLT-MAD (K) e HST-ACS (I) per una regione ristretta dell’ammasso. Il diagramma mostra la presenza di due distinti MS-TO e SGB. Le isocrone sono state ottenute da Girardi et al. (2002), i cui parametri sono evidenziati in figura (Ferraro et al. 2016).

grande quantità di stelle di neutroni, che sarebbero rimaste all’interno della profonda buca di potenziale del sistema, per poi essere riciclate in MSP da un’intensa attività di accrescimento di massa in sistemi binari, favorita dalle frequenti interazioni stellari. Terzan 5, infatti, è il sistema stellare galattico con il più elevato tasso di collisioni ⁴.

Inoltre, grazie ad un recente studio di Ferraro et al. (2016), è stata evidenziata la presenza di due diversi punti di MS-TO, corrispondenti a età differenti per le diverse popolazioni: facendo riferimento alla Figura 1.14, si è stimata un’età di 12 Gyr per la componente con metallicità sub-solare, mentre un’età di 4.5 Gyr per la componente sovra-solare. Si può allora concludere che Terzan 5 sia stato sottoposto a un processo di formazione stellare non continuo, ma intervallato da un periodo quiescente di circa 7.5 Gyr. Questo tempo scala è molto diverso da quello osservato per le multi-popolazioni, stimato pari a $\sim 10^8$ yr (D’Ercole et al. 2008), dimostrando ancora una volta come i due fenomeni (dispersione in ferro e dispersione nell’abbondanza degli elementi leggeri) siano di natura completamente diversa.

Studi fotometrici per alcuni campi del Bulge hanno mostrato come sia presente una distribuzione di metallicità multi-piccata simile a quella di Terzan 5. Inoltre, anche il Bulge potrebbe aver sperimentato due principali epoche di formazione stellare, più di 10 Gyr fa per la componente sub-solare e circa 3 Gyr fa per quella più giovane e super-solare (Nataf 2016).

⁴Il parametro collisionale, per un sistema virializzato e descritto da un modello di King, viene definito tramite $\Gamma \propto \rho_0^{1.5} r_c^{0.5}$ (Verbunt e Hut 1987)

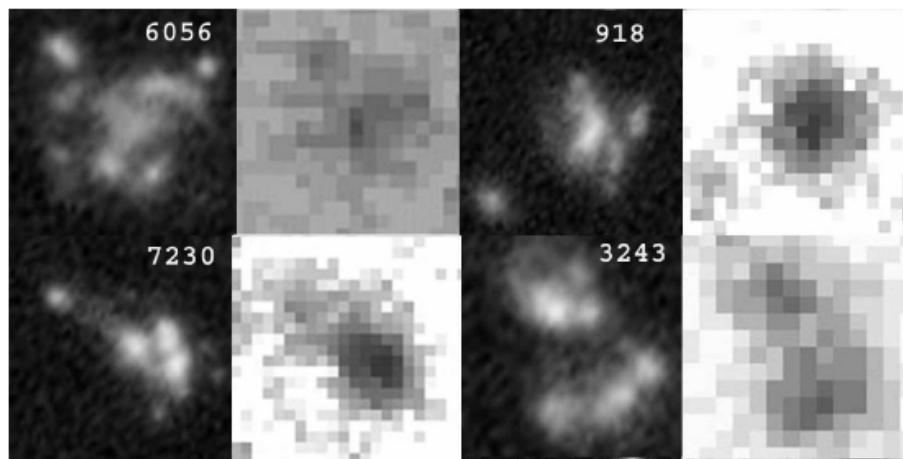


Figura 1.15: Esempi di quattro *clumpy galaxies*, dove a sinistra è mostrata l'immagine HST-ACS e a destra HST-NICMOS. (Elmegreen et al. 2009).

Queste caratteristiche acquistano molta importanza soprattutto se lette alla luce del dibattito sulla formazione dei bulge galattici. Tali evidenze suggeriscono che Terzan 5 possa essere il residuo di una struttura molto più massiva che ha contribuito alla formazione del Bulge. Infatti, agglomerati massivi frutto di instabilità di disco, con masse di $\sim 10^8 - 10^9 M_{\odot}$, sono osservati fino a redshift $z \sim 6$ (Fig. 1.15) e potrebbero essere la via con cui si formano i bulge (Immeli et al. 2004; Elmegreen et al. 2008). Questi *clumps* massivi avrebbero subito una formazione stellare molto rapida, con un alto Star Formation Rate, e successivamente, tramite evoluzione dinamica, si sarebbero spostati nelle zone centrali della galassia. A seguito di processi di merging e successiva coalescenza, avrebbero dato origine al Bulge.

Il progenitore di Terzan 5 quindi potrebbe essere uno di questi *clumps* supermassivi, il quale sarebbe riuscito a sopravvivere alla completa distruzione (Behrendt et al. 2016). In questo modo, Terzan 5 avrebbe avuto la possibilità di evolvere e trattenere il gas espulso dalle SNe per molti miliardi di anni prima di sottostare alla formazione di una nuova generazione di stelle.

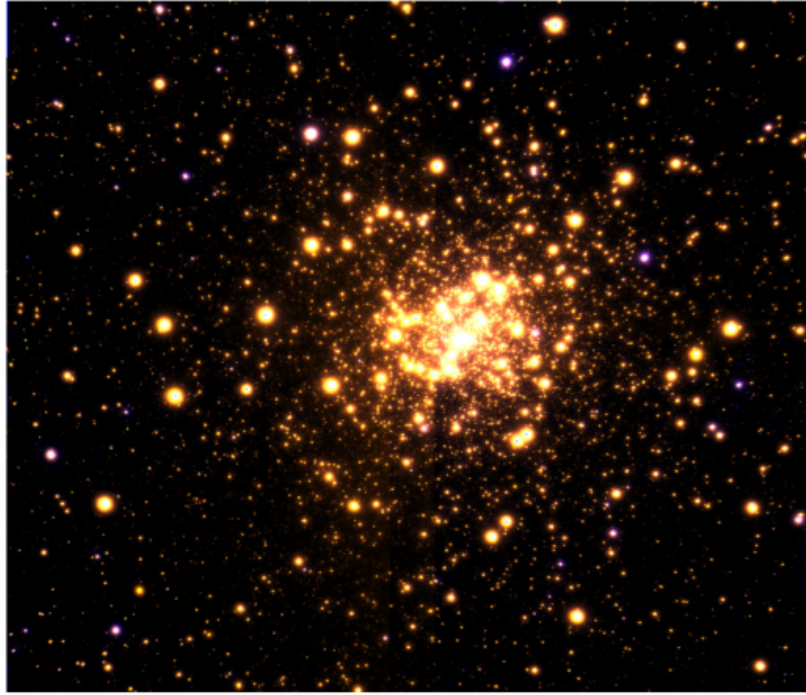


Figura 1.16: Immagine a falsi colori di Liller 1 (le stelle colorate di blu corrispondono a oggetti caldi di campo), ottenuta combinando osservazioni Gemini nel near-IR (bande J e K). Il campo di vista è pari a $95'' \times 95''$ (Saracino et al. 2015).

1.2.4 Liller 1

Liller 1 (Fig. 1.16) è un ammasso globulare posto a circa 0.8 kpc dal centro della Via Lattea e molto vicino al piano galattico (Figura 1.6). Infatti, le sue coordinate galattiche sono $l = 354, 85^\circ$ e $b = -0.16^\circ$ (Harris 2010). Questa regione è fortemente affetta da arrossamento (per i dettagli si rimanda alla Sezione 4.2): in letteratura, il valore medio di $E(B-V)$ varia da 3.00 a 3.09 (Frogel et al. 1995; Valenti et al. 2010), fino alla più recente stima di 3.30 ± 0.20 (Saracino et al. 2015). Questa nuova stima dell'eccesso di colore apporta come risultato un modulo di distanza pari a $(m - M)_o = 14.55 \pm 0.25$, che corrisponde ad una distanza di 8.1 ± 1.0 kpc. A causa di questo elevato valore di estinzione, Liller 1 è sempre stato un oggetto molto difficile da osservare, soprattutto nelle bande ottiche. I diagrammi colore-magnitudine più profondi disponibili in letteratura comprendono le bande dell'IR (Saracino et al. 2015; Valenti et al. 2010; Ortolani et al. 2001) e solo nel lavoro più recente è stato possibile campionare per la prima volta il MS-TO. Il CMD più profondo disponibile in letteratura è mostrato in Figura 1.17. Questo ammasso è anche particolarmente massiccio, con una massa stimata pari a $M_{tot} = 1.5_{-0.1}^{+0.2} \times 10^6 M_\odot$, considerando una Kroupa IMF (Saracino et al. 2015). Il profilo di densità stellare (mostrato in Figura 1.18) è ben rappresentato da un profilo di King con raggio di core $r_c = 5.39_{-0.53}^{+0.61}$ arcosecondi, parametro di concentrazione $c = 1.74_{-0.15}^{+0.15}$, raggio a metà massa $r_h = 30.5_{-4.7}^{+7.9}$ arcosecondi e raggio di troncamento $r_t = 298_{-63}^{+82}$ arcosecondi (Saracino et al. 2015).

Liller 1 è uno degli ammassi globulari più metallici del Bulge: usando spettroscopia ad alta risoluzione nell'IR, si è stimato un valore per la metallicità pari a $[Fe/H] = -0.3$ dex (Origlia et al. 2002; Andrew e Frogel 2004); una stima simile è stata ricavata tramite la caratterizzazione della sequenza RGB (Valenti et al. 2010) grazie all'utilizzo di un set

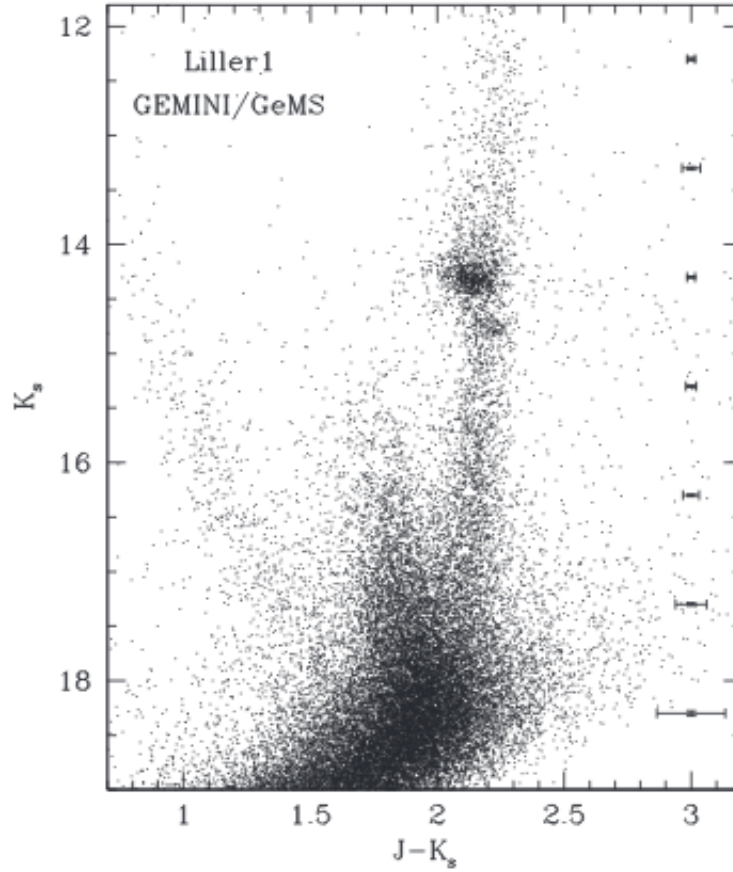


Figura 1.17: CMD (K , $J-K$) di Liller 1 a seguito della correzione per reddening. In figura sono visibili le principali sequenze evolutive fino al MS-TO. Per valori di $(J-K) \leq 1.5$, si osserva la componente più blu dovuta alla MS di campo galattico. Sulla destra del diagramma, sono mostrati gli errori fotometrici per ogni bin di magnitudine K (Saracino et al. 2015).

di indici fotometrici (Ferraro et al. 1999), che ha fornito un valore pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.36$ dex.

Una delle caratteristiche più interessanti e che accomuna questo ammasso globulare a Terzan 5 (Sez. 1.2.3) è l'elevato valore del tasso collisionale: Liller 1, infatti, ha il secondo tasso collisionale più alto fra tutti i sistemi stellari galattici, dopo Terzan 5 (Verbunt e Hut 1987). Questo suggerisce che, come Terzan 5, anche Liller 1 potrebbe contenere un elevato numero di MSP. Effettivamente, la forte emissione di raggi gamma misurata tramite il Large Area Telescope (LAT) a bordo di Fermi (Tam et al. 2011) potrebbe essere spiegata da una cospicua presenza di MSP all'interno di questo ammasso.

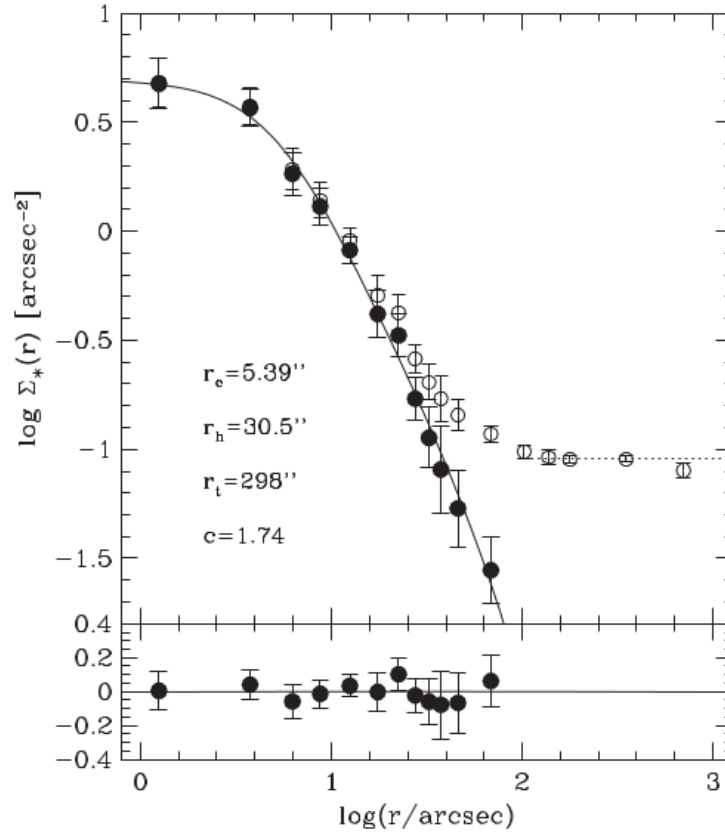


Figura 1.18: Profilo di densità stellare di Liller 1. I cerchi aperti rappresentano il profilo osservato, mentre i cerchi neri rappresentano il profilo ottenuto dopo la sottrazione della densità di campo galattico (segnata dalla linea tratteggiata). Il modello di King di *best-fit* è mostrato con una linea continua. Il pannello inferiore mostra i residui tra le osservazioni e il modello, per ogni bin radiale (Saracino et al. 2015).

Capitolo 2

Strumentazione

In questo capitolo verranno presentati i telescopi e gli strumenti che sono stati utilizzati per questo lavoro di tesi. In particolare, verrà descritta la *Advanced Camera for Surveys* a bordo dell'*Hubble Space Telescope*, e il *Gemini Multi-Conjugate Adaptive Optics System*, montato al *Gemini South Telescope*. Inoltre, verrà fornita una panoramica riassuntiva sugli effetti provocati dall'atmosfera terrestre sull'acquisizione di immagini nei telescopi da terra e sulla tecnica dell'ottica adattiva.

2.1 Hubble Space Telescope

Il telescopio spaziale *Hubble Space Telescope* (HST) è frutto di una collaborazione fra le agenzie spaziali NASA e ESA. HST è stato lanciato nel 1990 e dispiegato tramite lo Space Shuttle Discovery in un'orbita circolare a circa 570 km dal suolo, inclinato di un angolo rispetto all'equatore di 28.5° . Viaggia ad una velocità di 28000 km/h e impiega 96 minuti per fare un'orbita completa attorno alla Terra. Il telescopio è alimentato grazie ai suoi pannelli solari, di dimensioni pari a 2.45×7.56 metri che vengono utilizzati per alimentare sei batterie di nichel-idrogeno, le quali forniscono energia allo strumento nel momento in cui la sua orbita passa attraverso l'ombra della Terra. HST misura in lunghezza 13.2 m, per un diametro pari a 4.2 m. Al centro del telescopio, sono posti lo specchio primario di diametro pari a 2.4 m, con montatura Ritchey–Chrétien, e l'insieme dei suoi strumenti per l'indagine scientifica.

Gli strumenti a bordo di HST sono in totale cinque, le cui caratteristiche principali saranno descritte nelle righe successive, mentre lo strumento utilizzato in questo lavoro verrà descritto più nel dettaglio nella Sezione 2.1.1. A bordo attualmente sono operativi i seguenti strumenti:

- **Advanced Camera for Surveys (ACS):** camera studiata per le grandi survey, avendo come caratteristica peculiare il fatto di coprire un ampio campo di vista; il range di lunghezza d'onda coperto va dall'ultravioletto all'infrarosso;
- **Wide Field Camera 3 (WFC3):** composta da due canali, uno per la luce ultravioletta e visibile (UVIS), e uno per la luce nel vicino infrarosso (NIR). In entrambi i casi, i detector sono composti da dispositivi Charge-Coupled Device (CCD). Nello specifico, per il canale UVIS il CCD è formato da un array di 16 megapixel silicon-based, mentre per il canale NIR si ha una matrice di 1 megapixel composta da tellururo di mercurio e cadmio (HgCdTe);

- **Cosmic Origins Spectrograph (COS)**: è uno spettrografo studiato per riuscire a comprendere l'origine degli elementi essenziali per la vita, come il carbonio e il ferro. È dotato di due canali che coprono range di lunghezza d'onda pari a 115-177 nm (FUV) e 175-300 nm (NUV);
- **Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS)**: è uno strumento formato dalla combinazione di una camera con uno spettrografo. Il range di lunghezza d'onda coperto va dal NIR all'UV. Lo spettrografo può essere utilizzato sia in modalità long-slit, per ottenere spettri di più oggetti contemporaneamente, che in modalità echelle, suddividendo lo spettro di un singolo oggetto in vari sotto-intervalli di lunghezza d'onda, in modo da aumentare la risoluzione spaziale;
- **Near Infrared Camera e Multi-Object Spectrometer (NICMOS)**: specializzato per imaging e spettroscopia in un range di lunghezza d'onda pari a 800-2500 nm, ma al momento non è operativo.

2.1.1 La camera ACS/WFC

La camera ACS copre lo spettro elettromagnetico dall'ultravioletto all'infrarosso ed è dotata di un ampio campo di vista. Impiega fondamentalmente due tipologie di detector: un CCD, utilizzato dal near-UV al near-IR, e un Multi-Anode Microchannel Array detector (MAMA), utilizzato per osservazioni nell'ultravioletto. Nello specifico, è composta da tre sotto-strumenti: la Wide Field Camera (WFC), studiata per le *survey* di galassie e ammassi; la High Resolution Channel (HRC), progettata per ottenere immagini ad altissima risoluzione ma su un campo di vista minore (al momento non è operativa); e la Solar Blind Channel, capace di bloccare la luce visibile e permettere di riconoscere radiazione ultravioletta anche debole.

La WFC è una camera sia ottica che infrarossa con ampio campo di vista, pari a $200'' \times 200''$. Il range di lunghezza d'onda coperto da tale strumento è 350-1050 nm. È composta da due chip formati da una matrice di 4096×2048 pixel di dimensioni di $15 \mu m^2$, permettendo una *pixel-scale* per questo rilevatore pari a $0.05''/\text{pixel}$ (Ryon et al. 2019). L'efficienza quantica dello strumento, ovvero la percentuale di fotoni che viene convertita in elettroni, è mostrata in Figura 2.1.

Il CCD utilizzato per la WFC e la HRC è back-illuminato e sottile, per minimizzare le rilevazioni dovute ai raggi cosmici. Il cammino ottico della luce attraverso lo strumento è schematizzato nella Figura 2.2: possiamo osservare come la WFC possieda due ruote di filtri condivise con la HRC. I filtri disponibili in questa camera sono stati disegnati per permettere immagini sia a banda stretta che larga. Le curve di trasmissione per i filtri a banda larga, utilizzati in questo lavoro, sono mostrati in Figura 2.3.

2.2 Ottica adattiva

2.2.1 Effetti della turbolenza atmosferica

Per stimare la qualità e la realizzabilità delle osservazioni di un determinato target scientifico, è necessario valutare diversi aspetti legati alla performance che uno specifico telescopio può raggiungere. Idealmente, il profilo di brillantezza di un oggetto puntiforme, quali stelle, è rappresentato da una delta di Dirac. Ciò non si verifica in osservazioni reali, poiché la luce, nell'essere misurata, attraversa diversi sistemi, che principalmente

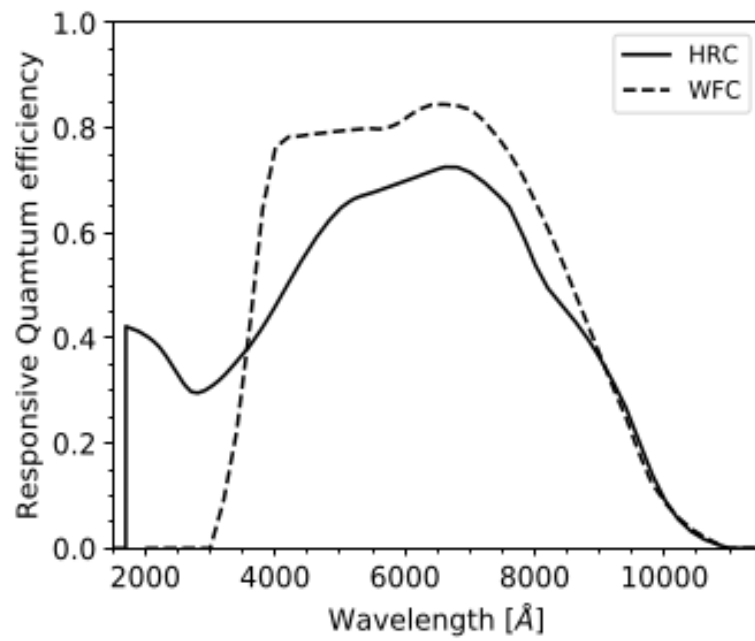


Figura 2.1: Andamento dell'efficienza quantica in funzione della lunghezza d'onda per i detector WFC (riga tratteggiata) e HRC (linea continua) (Ryon et al. 2019).

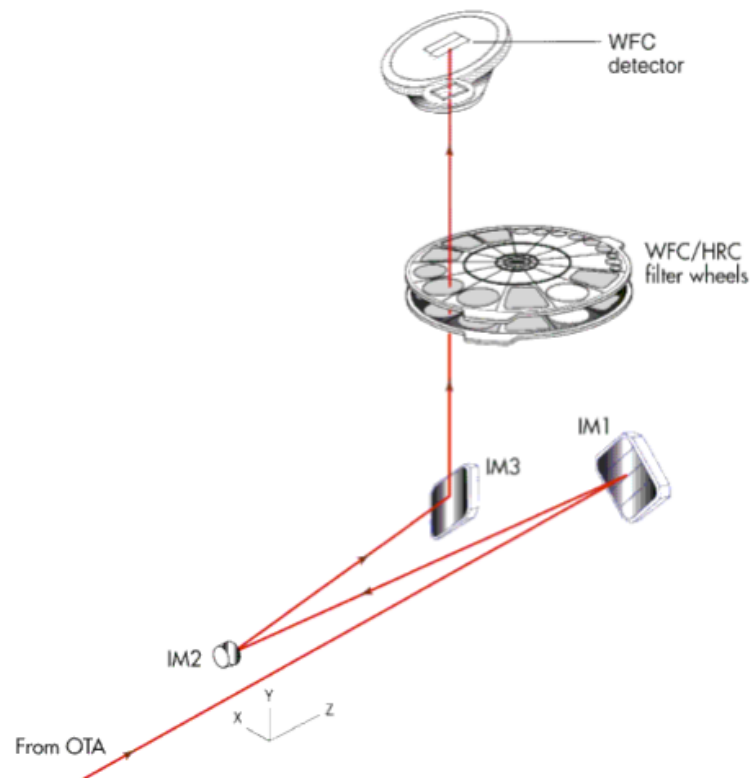


Figura 2.2: Design ottico della WFC della camera ACS. Credits: ESO/NASA

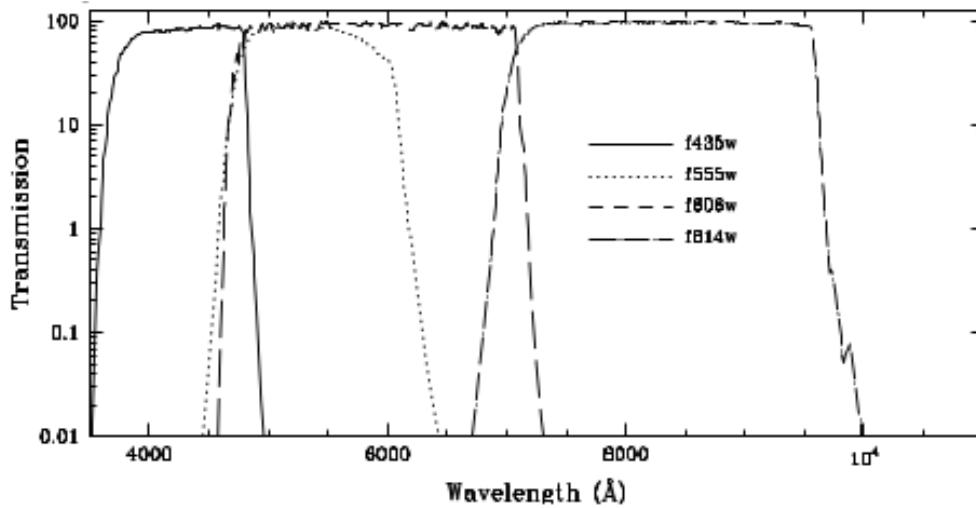


Figura 2.3: Curva di trasmissione per i filtri a banda larga della camera ACS (Ryon et al. 2019).

possono essere riassunti dalle ottiche del telescopio e dagli strati dell'atmosfera terrestre, se il telescopio è posto a terra (*ground-based telescope*). Questi effetti, oppure la combinazione di entrambi, generano come risultato quello di allargare e sparpagliare il profilo di luce dell'oggetto.

Il telescopio infatti è uno strumento otto-meccanico, dotato di dimensione e di efficienza limitata. In primo luogo, bisogna valutare due parametri fondamentali quali la *sensibilità*, proporzionale all'area di raccolta del telescopio ($\sim D^2$), e la *risoluzione spaziale* ($\sim 1/D$), ovvero la minima distanza oltre la quale è possibile distinguere due oggetti spazialmente vicini. Il limite osservativo causato dalle ottiche del telescopio è dovuto a effetti di diffrazione, legati al fatto che la luce raggiunge i detector tramite il passaggio in fenditure. Pertanto, è chiamato *limite di diffrazione* e apporta una dimensione minima alla figura di diffrazione definita dal disco di Airy:

$$\vartheta_{diff} \sim 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (2.1)$$

dove con ϑ_{diff} si indica la dimensione angolare della figura di diffrazione, λ rappresenta la lunghezza d'onda di osservazione e D il diametro del telescopio.

D'altra parte, nel caso di osservazioni da terra, il fronte d'onda intrinsecamente piatto, che rappresenta la radiazione incidente, viene distorto a seguito del passaggio nell'atmosfera, la quale, essendo formata da tanti strati a temperatura e densità differente, rappresenta un mezzo dielettrico con diversi indici di rifrazione. L'entità di questo effetto, dovuto alla turbolenza atmosferica, è generalmente quantificata da una quantità chiamata *seeing*. Il seeing è il fattore di maggior disturbo per quanto riguarda i telescopi da terra ed è l'elemento dominante all'allargamento della *point-spread function* (psf) delle sorgenti. La psf rappresenta il profilo di brillantezza dell'oggetto proiettato sul detector. È quantificata dalla *full-width at half maximum* (FWHM), ovvero la larghezza del profilo, generalmente approssimato con una gaussiana, misurata in corrispondenza della metà dell'altezza della funzione. Formalmente, per quantificare la psf FWHM, si introduce una quantità definita *image quality*, che rappresenta la misura della FWHM sul piano del rilevatore ed è descritta dalla seguente relazione:

$$FWHM_{IQ} = \sqrt{FWHM_{ATM}^2(s, x, \lambda) + FWHM_{tel}^2(D, \lambda) + FWHM_{instr}^2(\lambda)} \quad (2.2)$$

L'espressione (2.2) prende in considerazione sia gli effetti atmosferici, sia gli effetti dovuti alla strumentazione: compare infatti un termine dipendente dalle condizioni atmosferiche, nel quale s rappresenta l'entità del seeing, x la air-mass, ovvero l'ammonto di atmosfera che deve attraversare la luce (definito come $AM = \sec(z)$, dove z è l'angolo compreso fra il puntamento e lo zenit), e λ è la lunghezza d'onda della radiazione; un termine dovuto al telescopio, che pertanto dipende dal suo diametro; infine un termine dovuto alla strumentazione del telescopio.

A seconda del sito dove è posto il telescopio, le sue caratteristiche e la lunghezza d'onda di osservazione, l'allargamento della psf può essere maggiormente guidato dal seeing (tale condizione viene definita *seeing-limited*) oppure dalla diffrazione (*diffraction-limited*). Nel caso di HST, in orbita fuori dall'atmosfera, il potere risolutivo è dato unicamente dalla dimensione dello specchio (e dalla λ), mentre per un telescopio da terra l'effetto dominante è quello dovuto alla turbolenza atmosferica. Per esempio, il limite di diffrazione per un telescopio di 6-8 m operante nel NIR è di circa $0.1''$, mentre il seeing ottimale è pari a $0.6''$ - $0.8''$.

Per quantificare il seeing, è utile introdurre delle quantità che parametrizzano la turbolenza atmosferica. Il parametro di Fried r_o rappresenta la lunghezza scala su cui la turbolenza può essere considerata costante, non apportando quindi modifiche alla figura di diffrazione. Può essere calcolata secondo l'Equazione 2.3 (Tartaskii e Silverman 1961)

$$r_o = \left[0.423 \left(\frac{2\pi}{\lambda} \right)^2 \sec z \int C_n^2(h) dh \right]^{-3/5} \quad (2.3)$$

dove C_n^2 è la distribuzione verticale della variazione dell'indice di rifrazione, a causa della turbolenza, in funzione dell'altitudine h . In modo semplificato, il parametro di Fried può essere descritto da $r_o \propto \lambda^{6/5}$. Facendo riferimento al significato di r_o , l'allargamento dovuto al seeing può essere quantificato come:

$$\vartheta_{seeing} \sim \frac{\lambda}{r_o} \sim \lambda^{-1/5} \quad (2.4)$$

Il parametro di Fried inoltre dipende dal valore di air-mass attraverso la relazione $r_o \sim (\sec z)^{-3/5}$, indicando, come nel caso (2.2), un seeing peggiore per valori di angolo azimutale maggiori.

Un altro parametro per descrivere la turbolenza atmosferica è definito tempo di coerenza τ_o ed indica il tempo di spostamento delle celle di turbolenza, le quali sono responsabili della deformazione del fronte d'onda: evolvendo approssimativamente su tempi scala lunghi, è possibile descrivere il tempo scala su cui cambia il fronte d'onda come il tempo impiegato da una cella di turbolenza, di dimensione r_o , per spostarsi della sua stessa dimensione. Questo tempo scala è descritto dalla formula

$$\tau_o = 0.057 \left[\lambda^{-2} \sec z \int C_n^2(h) v_w(h)^{5/3} dh \right]^{-3/5} \quad (2.5)$$

dove $v_w(h)$ indica la velocità del vento in corrispondenza dello strato atmosferico. Questa relazione può essere semplificata come $\tau_o = t_1 - t_2 = r_o/v$, dove adesso con v si indica una velocità media del vento. Per ottimi siti di osservazione e lunghezze d'onda $\lambda = 2.5 \mu m$ (NIR), il parametro di Fried r_o può raggiungere $\sim 70 \text{ cm}$, mentre $\tau_o \sim 70 \text{ ms}$, considerando una tipica velocità media $v = 10 \text{ m/s}$. Infine, si definisce come angolo isoplanare ϑ_o l'angolo entro il quale il fronte d'onda di due sorgenti spazialmente vicine viene distorto nella stessa maniera, poiché la loro luce attraversa la medesima zona

di turbolenza. Usando il formalismo di Kolmogorov, è definibile tramite la seguente formula:

$$\vartheta_o = 0.057\lambda^{6/5} \left[\secz \int C_n^2(h) h^{5/3} dh \right]^{-3/5} \quad (2.6)$$

Questo angolo può essere semplificato come $\vartheta_o = r_o/h$, dove h indica l'altitudine caratteristica della turbolenza. ϑ_o varia da dimensioni di circa 2" per le lunghezze d'onda nella banda ottica, a dimensioni di 15" per la banda NIR.

2.2.2 La tecnica dell'ottica adattiva

Come descritto nella Sezione 2.2.1, per qualunque telescopio ground-based, l'effetto dominante è rappresentato dalle distorsioni del fronte d'onda della radiazione da parte dell'atmosfera. Per poter riuscire a sfruttare il fatto che solo da terra è possibile costruire telescopi con grandi valori di diametro, e quindi alta sensibilità, è stato necessario studiare delle tecniche per poter correggere gli effetti dovuti all'atmosfera terrestre sulla psf.

I sistemi di ottica adattiva (AO) sono stati concepiti e studiati per compensare in tempo reale le aberrazioni introdotte dal passaggio della luce in un mezzo turbolento. Al giorno d'oggi, i sistemi di AO lavorano nell'IR, poiché in questa banda gli effetti dovuti alla turbolenza atmosferica variano meno rapidamente (Sez. 2.2.1). Le componenti principali alla base di questo metodo di osservazione sono tre: uno specchio in grado di deformarsi (*deformable mirror*, DM), un *real-time computer* (RTC) e il sensore di lunghezza d'onda (*wavefront sensor*, WFS).

Schematicamente, il fascio di luce aberrato viene collimato e indirizzato verso il DM. Utilizzando le informazioni provenienti dal WFS, il RTC calcola le correzioni da applicare al fronte d'onda incidente grazie al DM: esso infatti modifica la sua forma in modo da riprodurre quella del fronte d'onda incidente (Figura 2.4). Le variazioni sono molto rapide, pertanto il DM può cambiare forma più di cento volte al secondo. Quando il fronte d'onda riflesso diventa planare, allora la luce viene indirizzata verso un elemento dispersivo, che divide il fascio solitamente nella componente IR, indirizzata verso il detector, e una blu, ricevuta e analizzata dal WFS. Questo processo viene iterato e migliorato ad ogni step tramite l'analisi da parte del WFS dei residui dopo la correzione apportata dal giro precedente.

Un esempio di WFS è quello chiamato Shack-Hartmann (Shack and Platt, 1971), mostrato in Figura 2.5, il quale consiste in una serie di microlenti. Infatti, il fronte non planare, attraversando la matrice di microlenti, genera una serie irregolare di spot, mentre un fronte d'onda planare genera un pattern regolare: è allora possibile determinare la differenza tra le posizioni del fronte regolare e irregolare, che rappresenterà una stima per il tilt che dovrà assumere un elemento del DM. La grandezza delle microlenti deve essere comparabile con il parametro di Fried, calcolato per la lunghezza d'onda e il tempo di osservazione in esame. Le sezioni del DM sono spostate da degli attuatori, che permettono così la deformazione dello specchio.

Single-Conjugated AO

La prima implementazione di ottica adattiva si basa concettualmente sull'utilizzo di una singola stella fisica (*natural guide star*, NGS) o artificiale (*laser guide star*, LGS), generata da specifici laser che interagiscono con le molecole dell'atmosfera a diverse

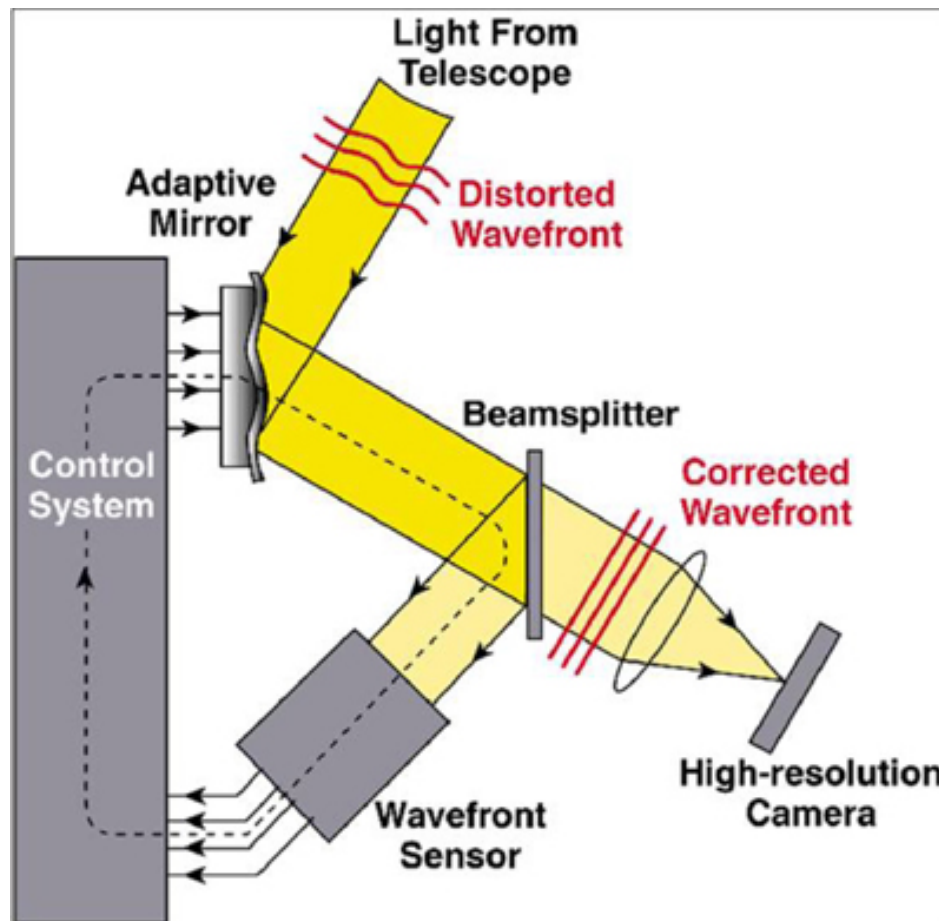


Figura 2.4: Riproduzione schematica del funzionamento dell'ottica adattiva. Credits: Center for Adaptive Optics, University of California at Santa Cruz

altitudini. Se questa sorgente appare spazialmente vicina al target scientifico in analisi, è possibile utilizzarla per mappare le aberrazioni del fronte d'onda e utilizzare un singolo DM per correggere le deformazioni.

Il risultato è un'immagine non più seeing-limited, ma vicina al limite di diffrazione strumentale. La limitazione principale di questo tipo di approccio è sostanzialmente il FoV ristretto dall'uso di una singola stella. Questo metodo può essere ben sfruttato per studiare oggetti compatti e particolarmente brillanti. Tale limitazione è giustificata da un effetto di anisoplanatismo (Sez. 2.2.1): se due sorgenti sono separate più di un angolo ϑ_o , allora la loro luce attraversa diverse zone di turbolenza, pertanto i loro fronti d'onda vengono modificati in maniera differente.

L'introduzione di stelle artificiali è dovuta principalmente al limite imposto dalle stelle naturali in termini di brillantezza: per analizzare con un rapporto segnale-rumore adeguato il fronte d'onda, la NGS deve essere sufficientemente brillante ($m_R < 10 - 12 \text{ mag}$ per brevi tempi di esposizione), fattore che riduce notevolmente la probabilità di trovare sorgenti adatte vicino al target scientifico in esame (Ellerbroek e Tyler 1998). Il principio è quindi quello di generare sorgenti puntiformi tramite un laser. Esistono due tipologie di LGS: il *Rayleigh beacon*, il quale utilizza lo scattering Rayleigh della luce con le molecole della parte bassa dell'atmosfera, generando il segnale a $\sim 20 \text{ km}$ di altitudine; il *sodium-beacon*, che interagisce con gli atomi di sodio nella mesosfera ad un'altitudine di $\sim 90 \text{ km}$. Le stelle naturali però non sono del tutto imprescindibili per la correzione,

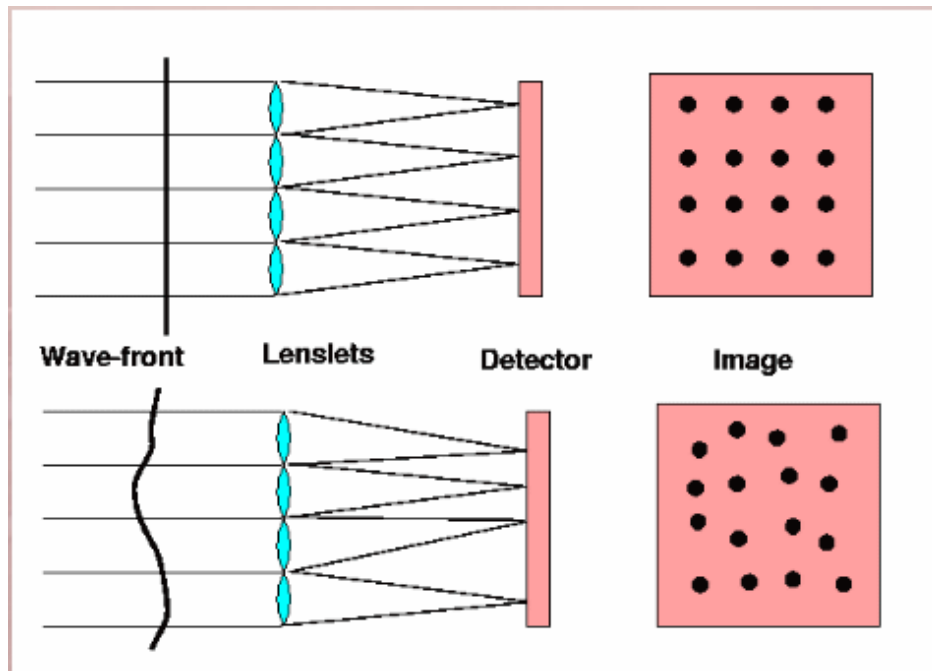


Figura 2.5: Riproduzione schematica del *wavefront sensor* Shack-Hartmann. Credits: A. Tokovinin

poiché il cammino ottico del laser, una volta verso l'alto e successivamente verso il basso, ha come effetto quello di creare una figura di diffrazione troppo stabile sul fuoco del telescopio. È quindi necessario confrontarsi anche con una NGS, poiché la sua luce (e anche quella del target scientifico) attraversano l'atmosfera una sola volta. Questo effetto è chiamato *tip-tilt effect*. Una dimostrazione di questa tecnica di AO è mostrata in Figura 2.6.

Wide Field AO

L'utilizzo di più NGS o LGS aumenta notevolmente il FoV delle immagini corrette e quindi anche la frazione di cielo che può essere osservata. In generale, questa generazione di AO è chiamata Wide Field AO. Esistono varie coniugazioni per la WFAO, ognuna delle quali attua una tomografia della perturbazione atmosferica tramite l'utilizzo di più guide stars. Con tecnica tomografica si intende la misura dei fronti d'onda, proveniente da diverse stelle guida, su detector separati e successivamente combinati durante il calcolo del contributo della turbolenza generato dai diversi strati. La differenza risiede nel modo in cui viene applicata la correzione della turbolenza.

La Ground Layer AO (GLAO) utilizza un solo DM otticamente coniugato alla pupilla del telescopio. La maggiore limitazione di questo approccio risiede nel fatto che solo gli strati atmosferici vicini al terreno possono essere compensati (Ragazzoni et al. 2002). Un'altra soluzione è chiamata Multiconjugate AO (MCAO), che si basa sull'utilizzo di più DM coniugati a diversi strati principali di turbolenza e diversi wavefront sensor. Un confronto grafico è mostrato in Figura 2.7.

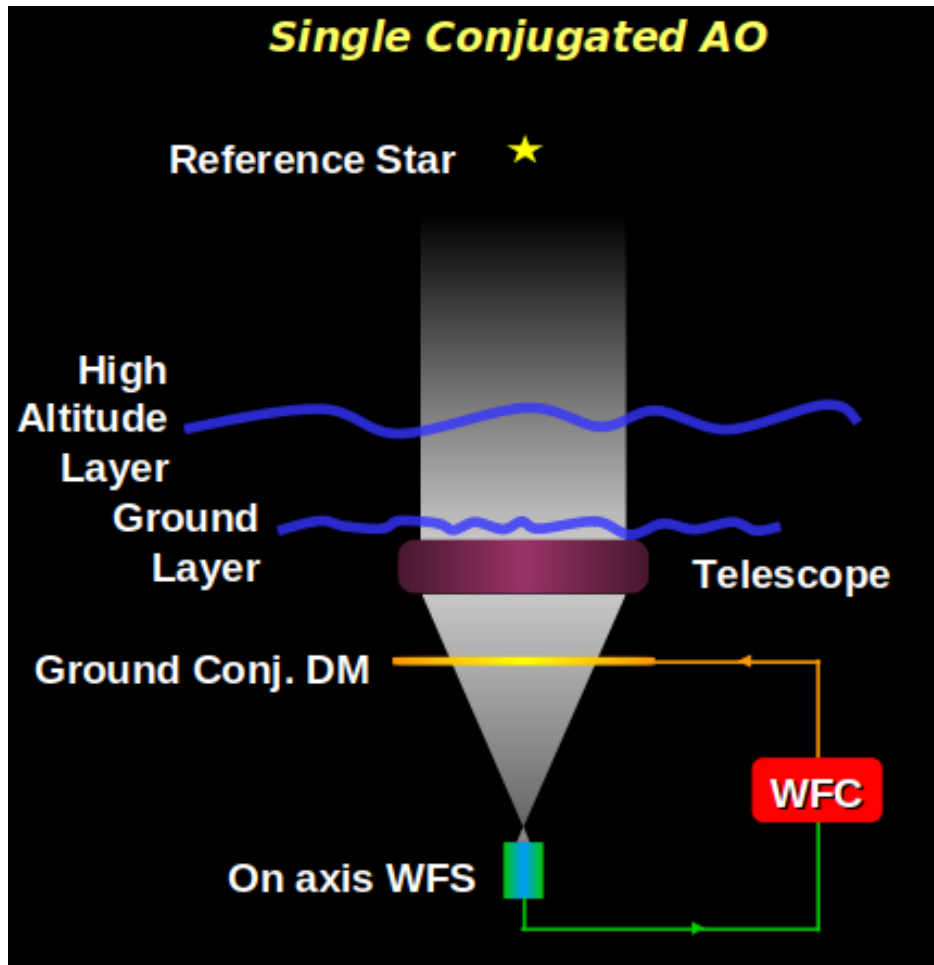


Figura 2.6: Funzionamento schematico della SCAO. Credits: ESO/Marchetti

2.3 Gemini South Telescope

Il *Gemini Observatory* consiste in una coppia di telescopi, con specchi di diametro 8.1 m, localizzati in due siti di osservazione differenti: il *Gemini North*, localizzato a Hilo (Hawaii) e il *Gemini South*, situato a La Serena (Chile). La montatura di questi telescopi è di tipo Cassegrain. Nello specifico, lo strumento tramite il quale sono stati acquisiti i dati utilizzati in questo lavoro di tesi è montato sul telescopio Gemini South e prende il nome di *Gemini multiconjugate adaptive optics system*.

2.3.1 Gemini multiconjugate adaptive optics system

Il Gemini multiconjugate adaptive optics system (GeMS) è un sistema strumentale montato sul telescopio Gemini South. È un modulo che sfrutta la tecnica MCAO (Sez. 2.2.2), utilizzando quindi molteplici sorgenti di riferimento o stelle artificiali, le quali permettono una correzione più uniforme oltre che su un campo di vista maggiore. Per correggere le distorsioni atmosferiche vengono usati tre specchi deformabili, permettendo il conseguimento di immagini vicine al limite di diffrazione, per un range di lunghezza d'onda pari a $\lambda = 0.95 - 2.5 \mu m$, su un FoV di $120'' \times 120''$ (Neichel et al. 2014). La struttura di GeMS si può scomporre in tre parti principali: Laser Guide Star Facility (LGSF), Beam Transfer Optics (BTO) e MCAO bench, chiamato Canopus.

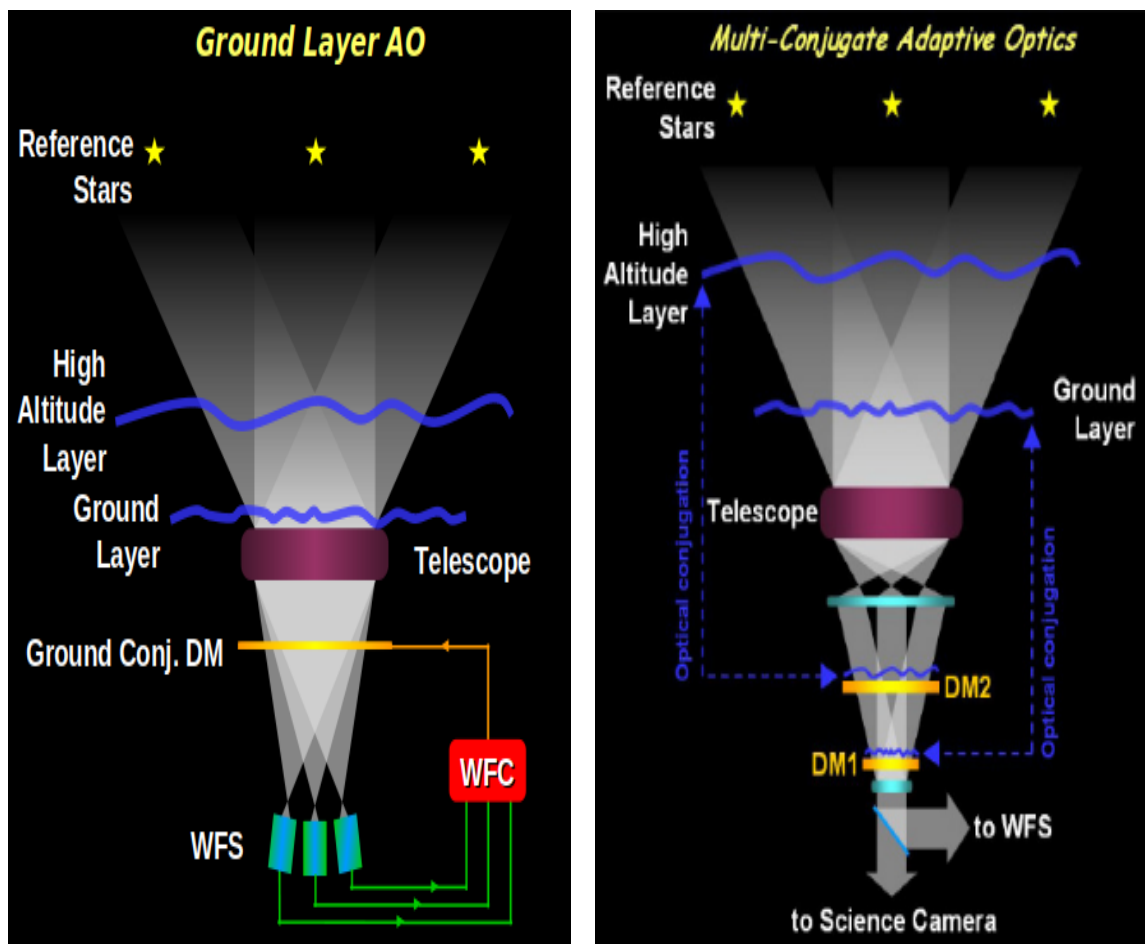


Figura 2.7: Rappresentazione schematica di un GLAO (*sinistra*) e MCAO (*destra*): si può notare come la differenza sia combinare insieme più WFS e DM per ottimizzare le correzioni su un più ampio FoV. Credits: ESO/Marchetti

- **Laser Guide Star Facility:** come sorgenti di riferimento, GeMS è dotato di cinque LGS da 10 W ognuna, che raggiungono lo strato di sodio dell'atmosfera, distribuite su un quadrato di $60''$; questi laser attraversano un sistema Shack–Hartmann composto da una matrice di 16×16 aperture. Utilizzando fino a tre NGS, è possibile compensare sia l'effetto tip-tilt che di anisoplanatismo;
- **Beam Transfer Optics:** è la struttura che trasmette e controlla le LGS;
- **Canopus:** compone il tavolo ottico dove sono contenuti i tre DM, otticamente coniugati a strati posti a 0, 4.5 e 9 km di altitudine, e il dispersore diecrico, che divide la luce nella componente IR, indirizzata verso un fuoco del telescopio, e nella componente visibile, indirizzata al WFS.

Tramite configurazione Cassegrain, sono montati due strumenti (Fig. 2.8): Gemini south adaptive optics imager (GSAOI), imager equipaggiato con sensori Rockwell HAWAII-2RG disposti in un mosaico di 2×2 chip, composti da un array di 2048×2048 pixel. Il campo di vista risultante, proiettato sul cielo, è pari a $85'' \times 85''$, con una risoluzione di $0.02''/\text{pixel}$ (Neichel et al. 2014); Flamings-2, spettrografo multi-oggetto operante nel NIR.

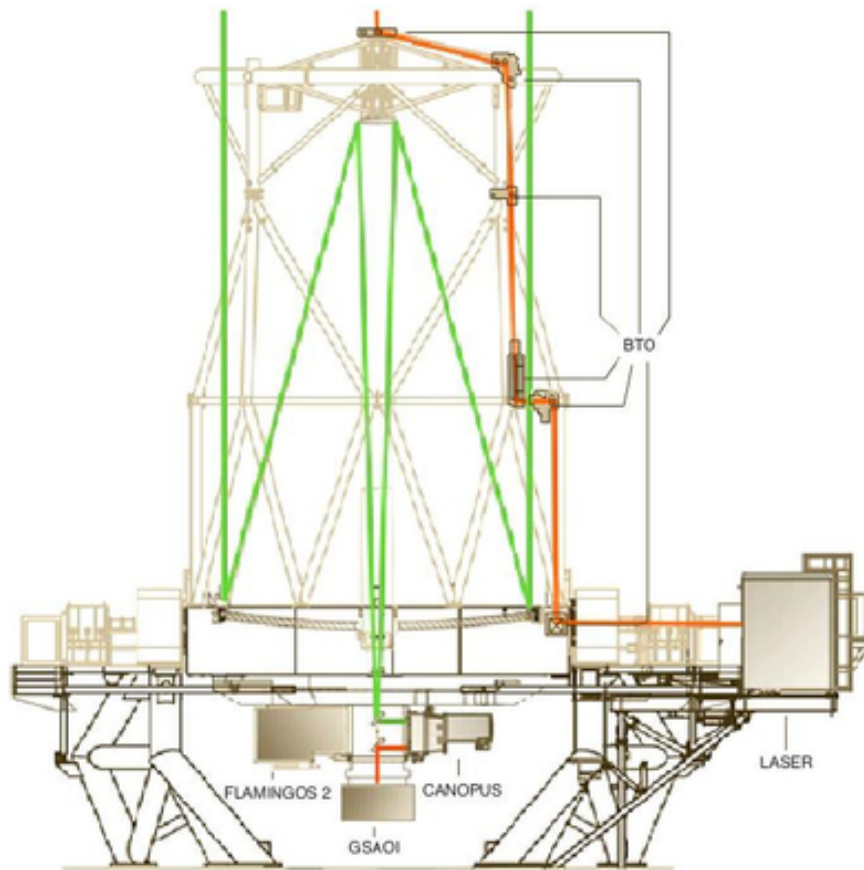


Figura 2.8: Struttura schematica del sistema MCAO GeMS, montato al Gemini South Telescope (Riechert et al. 2018).

Capitolo 3

Riduzione dati fotometrici

Per lo studio dell'ammasso Liller 1 sono stati utilizzati dati fotometrici provenienti sia da Hubble Space Telescope che dal telescopio da terra Gemini South Telescope. Nei paragrafi seguenti, verranno esposte le caratteristiche dei diversi data-set e le procedure necessarie alla riduzione dei dati provenienti dai due diversi strumenti.

3.1 Data-set

3.1.1 Osservazioni HST

Le immagini ottenute tramite HST compongono un data-set ad alta risoluzione acquisito tramite la camera ACS/WFC. Per i dettagli di tale strumento, si rimanda alla Sezione 2.1.1.

I dati sono stati ottenuti tramite il programma GO-15231 (PI: Ferraro). Le immagini a disposizione sono sei esposizioni di ~ 1300 sec nel filtro F606W (banda V) e altrettante di ~ 850 sec nel filtro F814W (banda I), ottenute nell'Agosto 2019. L'analisi è stata effettuata sulle immagini con suffisso `flc`, indicante osservazioni normalizzate per *flat-field*, alle quali sono state sottratte le componenti di rumore quali *bias* e *dark current*, e in più corrette per *Charge Transfer Efficiency* (CTE). La correzione dell'ultimo effetto tiene conto dell'efficienza che possiede il CCD nel trasportare le cariche: gli elettroni possono rimanere intrappolati nei pixel lungo il tragitto che percorrono verso il dispositivo di lettura, venendo quindi rilasciati in ritardo. Il risultato degrada l'immagine, lasciando delle strisciate in corrispondenza delle stelle. A disposizione vi erano anche le immagini con suffisso `drc` e `drz`, le quali consistono nella combinazione delle sei immagini descritte sopra, ma già corrette per gli effetti di distorsione geometrica della camera: nella fase di riduzione dati è necessario lavorare sulle singole esposizioni non corrette geometricamente per evitare di perdere flusso, a causa del fatto che il campo di vista è modificato, come mostrato in Figura 3.1. Queste fasi di pre-riduzione vengono attuate dalla pipeline standard chiamata `calacs` (Lucas, Desjardins et al. 2018) che opera sulle immagini grezze, ovvero nè calibrate nè corrette. Il risultato sono delle immagini bidimensionali in formato `fits` che possono essere manipolate.

L'immagine `fits` contiene le informazioni riguardanti entrambi i chip: nello specifico, una volta separati i livelli grazie alla task IRAF `fxsplit`, al livello 1 corrisponde il chip 2 mentre al livello 4 corrisponde il chip 1: questi due livelli sono detti in gergo *scientific*. Come si osserva in Figura 3.1, la parte centrale dell'ammasso è contenuta nel chip 1.

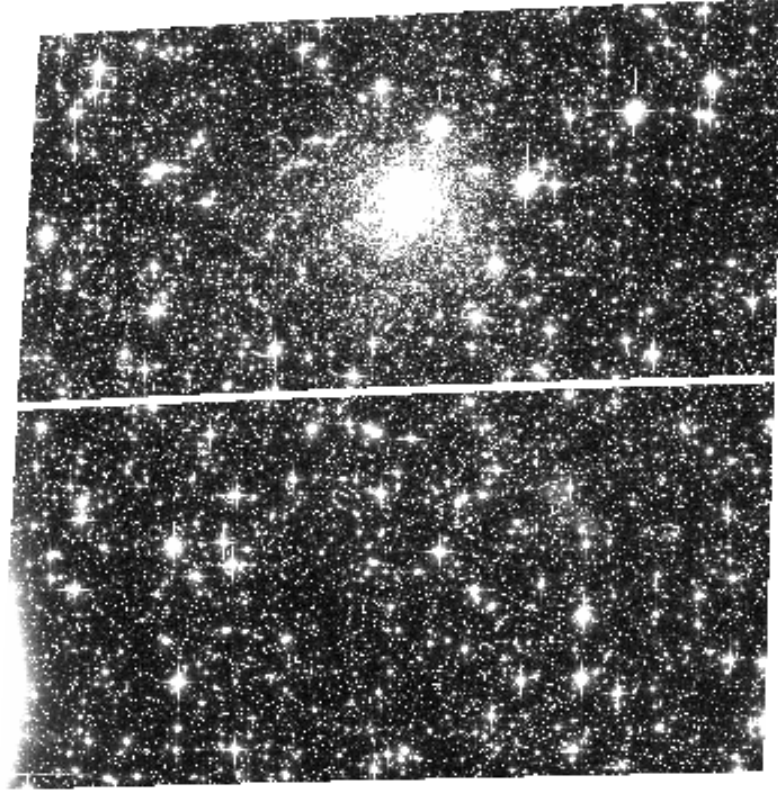


Figura 3.1: Immagine drc di Liller 1 nel filtro HST F814W. La parte centrale dell’ammasso è contenuta all’interno del chip 1, mentre la zona sottostante compone il chip 2. Si noti come la correzione per le distorsioni geometriche dei chip porti l’immagine ad avere una forma romboidale.

Le immagini così ottenute non sono ancora pronte per essere analizzate, poiché è necessario considerare le distorsioni che subisce il cammino ottico della luce all’interno dello strumento. È quindi essenziale applicare un’ulteriore correzione, definita come correzione per la *Pixel Area Map*. Tali distorsioni all’interno della camera sono dovute ai filtri, alle deformazioni dei CCD e al fatto che questi possono essere disallineati rispetto al piano focale: queste distorsioni geometriche possono modificare artificialmente la forma della PSF. Nello specifico, il detector WFC è ruotato rispetto al piano focale di 28° , dando origine ad un’elongazione dell’11% (Ryon et al. 2019). Per tale ragione il campo di vista, una volta proiettato sul piano del cielo, risulta distorto (Fig. 3.1). Questo fattore cambia anche la scala dei pixel lungo il detector. Per la camera WFC, la scala cambia approssimativamente del 10% da angolo ad angolo. Nello specifico, la WFC1 (chip 1) forma un rettangolo distorto di $201'' \times 100''$, mentre la WFC2 (chip 2) di $203'' \times 103''$, con un salto di $2.5''$ fra i due chip. Queste distorsioni sono importanti non solo per l’astrometria, ma anche per la fotometria, in quanto causano un’apparente variazione della brillantezza superficiale lungo il FoV, poiché pixel corrispondenti ad un’area maggiore rileveranno più luce rispetto a quelli di area minore. Per correggere questo effetto, è necessario normalizzare le immagini moltiplicandole per una immagine che corregge questi effetti. Tale immagine è generata tramite un codice Python, il cui esempio è disponibile sul sito web STScI ¹.

¹<http://www.stsci.edu/hst/instrumentation/acs/data-analysis/pixel-area-maps>

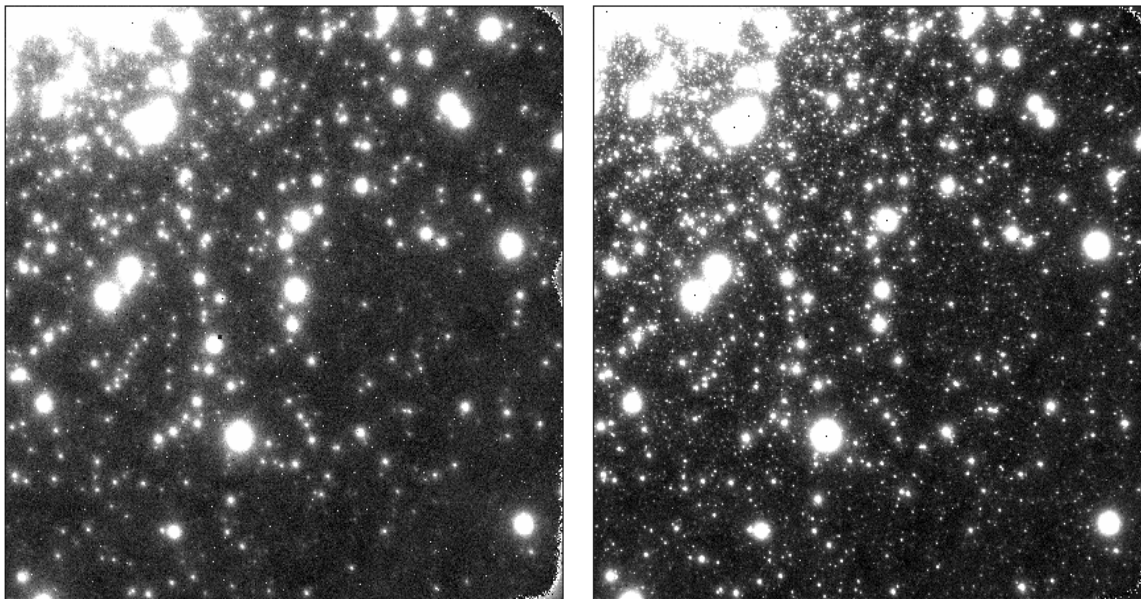


Figura 3.2: Immagine di Liller 1 in una esposizione nel filtro J (pannello a sinistra) e nel filtro K (pannello a destra), corrispondenti al chip 1 di GeMS.

3.1.2 Osservazioni GeMS

Il secondo data-set di dati fotometrici utilizzato è stato quello acquisito tramite la camera IR del Gemini South Adaptive Optics Imager (GSAOI), dotato del Gemini Multi-Conjugate Adaptive Optics System (GeMS), posizionato sul telescopio Gemini South Telescope (Cile) (Sez. 2.3.1). I dati sono stati ottenuti all'interno del programma ID: GS-2013-Q-23 (PI: Geisler).

Le immagini a disposizione comprendevano 16 e 15 esposizioni per i filtri J e K , rispettivamente, con un tempo di esposizione pari a 30 sec, acquisite nell'Aprile del 2013. Le immagini campiono, tramite un mosaico con dithering di qualche arcosecondo, la parte centrale di Liller 1. Dell'intero data-set sono state selezionate le 6 immagini, sia per il filtro J che K , che mostravano per le stelle un profilo di brillantezza più stretto, indicando una correzione da parte dell'ottica adattiva più efficace.

3.2 Analisi fotometrica

Per poter ottenere i cataloghi più completi possibile è necessario combinare insieme le informazioni derivanti dai due strumenti. Da questi cataloghi, infatti, sarà possibile costruire i *diagrammi colore-magnitudine*, strumento molto prezioso per l'analisi dei dati (Sez. 1.1.2).

Dapprima, si sono ridotti i dati ottenuti grazie alla camera ACS/WFC, successivamente le immagini provenienti dai quattro chip di GeMS. Infine, si sono combinati insieme i dati provenienti da HST e GeMS: l'obiettivo è stato quello di riuscire ad ottenere il primo CMD per questo ammasso che comprendesse filtri nella banda visibile e che fosse il più completo possibile. Questo tipo di indagine non è stata mai attuata fino ad ora, data l'ostica posizione di Liller 1 e, di conseguenza, la notevole estinzione lungo la linea di vista (si rimanda alla Sez. 1.2.4), rappresentando una sfida ai limiti delle potenzialità osservative offerte dagli strumenti attualmente operativi.

3.2.1 PSF fitting

L'analisi fotometrica è stata implementata tramite il software DAOPHOT II (Stetson 1987), specificatamente sviluppato per permettere di ricavare una fotometria accurata anche in casi di particolare affollamento. Questo software ha permesso il modellamento del profilo di brillantezza della stella tramite una funzione analitica, ovvero ha consentito di implementare l'analisi fotometrica tramite il metodo *Point Spread Function-fitting*.

Per ottenere il corretto risultato, bisogna fornire al software informazioni cruciali riguardo alla modalità di acquisizione dei fotoni incidenti sui due diversi detector (ACS/WFC e GSAOI). È necessario specificare il *gain*, vale a dire quanti elettroni corrispondono a un fotone incidente sul pixel; il *read-out noise*, ossia i conteggi di elettroni spuri dovuti al trasferimento della carica sul dispositivo; il valore di saturazione dello strumento, ovvero il numero di conteggi oltre il quale il dispositivo non fornisce più una risposta lineare e pertanto la misura non può essere considerata affidabile. I valori per i due diversi dispositivi considerati nell'analisi sono riassunti nella tabella sottostante (Tab. 3.1). Questi parametri possono essere letti sia dal manuale dello strumento (Ryon et al. 2019) che dall'header dell'immagine.

Affinché DAOPHOT riesca a rilevare tutte le sorgenti di tipo stellare nelle immagini è necessario definire anche un valore di riferimento per l'ampiezza a metà altezza (*full width at half maximum*, *FWHM*) del profilo di brillantezza delle stelle. Questo valore dipende sia dallo strumento che dalle condizioni atmosferiche durante la notte di osservazione. È possibile misurare questo valore approssimato direttamente dall'immagine tramite la task di IRAF `daofit`. Per quanto riguarda le immagini HST, poiché non si hanno interferenze dovute all'atmosfera, la psf rimane stabile su tutte le immagini e quindi è possibile calcolare il valore medio della FWHM per una sola immagine su ~ 20 stelle (isolate, brillanti e non sature) e assumerlo per tutte le immagini. È necessario eseguire questo calcolo distintamente per il filtro V e I. Per le immagini ottenute tramite GeMS, il calcolo del valore medio della FWHM va eseguito per tutte le immagini, a causa del fatto che le variazioni dell'atmosfera non sono stabili e pertanto il profilo di brillantezza della stella varierà di esposizione in esposizione.

La ricerca delle sorgenti di tipo stellare avviene sulle immagini selezionate tramite la task `FIND` di DAOPHOT. Oltre che ai valori citati sopra, è necessario definire un altro parametro, ovvero la *threshold*. Questo parametro determina la distinzione fra sorgenti reali e fondo in quanto, essendo misurato in deviazioni standard rispetto al rumore del fondo (σ), è il fattore oltre il quale l'utente definisce una detezione. Il valore utilizzato per i due strumenti verrà specificato nelle Sezioni 3.2.3 e 3.2.4.

Questa operazione apporta come risultato un file di testo con estensione `coo`, nel quale sono contenuti i numeri identificativi delle sorgenti rilevate, le coordinate x e y strumentali del centroide e due parametri, chiamati *sharp* e *round*, i quali sono designati per eliminare oggetti assimilabili a funzioni delta, quindi singoli pixel molto luminosi, oppure particolarmente allungati in x o in y, indice di un problema sistematico lungo

Strumento	Gain(e^-/DN)	Read-out noise (e^-)	Saturazione($e^-/pixel$)
GSAOI	2.4	5.7	50000
ACS/WFC	2.0	2.5	70000

Tabella 3.1: Tabella contenente i valori dei parametri strumentali rispettivi a GSAOI (Gemini South Telescope) e ACS/WFC (HST).

una direzione (*bad rows* e *bad columns*). Questo file sarà l'input fondamentale per iniziare il processo di fotometria.

Il primo passo per attuare il psf-fitting è determinare una prima stima del flusso delle sorgenti presenti nell'immagine. La tecnica utilizzata è la cosiddetta *fotometria di apertura*, ovvero il conteggio di fotoni entro un'area descritta sull'immagine. Una volta definita un'area circolare di raggio arbitrario e contenente la stella, si determina un anello esterno, sempre centrato sulla stella, rappresentativo dei conteggi dovuti al background: la magnitudine risultante della sorgente sarà data dalla seguente formula:

$$mag_{ap} = -2.5 \lg_{10}(\Sigma_{counts} - A^2 \times sky) \quad (3.1)$$

nella quale il termine Σ_{counts} racchiude i conteggi della stella entro l'area di apertura, al quale è sottratto il contributo del cielo stimato grazie all'anello esterno. La determinazione della fotometria di apertura avviene tramite la task **PHOT**, la quale calcola la magnitudine di apertura secondo l'Eq. 3.1 per tutte le sorgenti contenute nel file **coo**. L'utente dunque deve definire una lista di raggi di apertura e il valore del raggio interno ed esterno dell'anello entro il quale verrà calcolato il cielo. L'esito è un file di testo, con estensione **ap**, nel quale sono contenute, oltre all'identificativo e alle coordinate, le magnitudini strumentali in corrispondenza dei diversi raggi, compreso quello riguardante il cielo, con i relativi errori standard stimati.

Il prodotto di queste due operazioni permette il modellamento, tramite una funzione analitica standard, del profilo di brillantezza della stella, ovvero la psf. Il programma, tramite la task **PSF**, riesce a costruire il modello di psf scegliendo, tramite il test statistico del χ^2 , la funzione che approssima il profilo nel modo migliore e ne definisce i parametri fondamentali. DAOPHOT II, come possibili opzioni, permette il test tramite le seguenti funzioni:

1. Funzione gaussiana a due parametri liberi, ovvero la FWHM lungo le direzioni x e y;
2. Funzione di Moffat, descritta da tre parametri liberi, ovvero la FWHM in x y e un angolo di posizione per l'asse maggiore dell'ellisse. La forma funzionale è rappresentata da

$$f(z) \propto \frac{1}{(1 + z^2)^\beta} \quad (3.2)$$

dove z^2 può essere espresso come $x^2/\alpha_x^2 + y^2/\alpha_y^2 + \alpha_{xy}xy$ e con $\beta = 1.5$. Il numero β può alzare o abbassare l'entità delle ali della funzione, pertanto è la forma funzionale che viene comunemente usata per stelle risolte;

3. Funzione di Moffat, con gli stessi tre parametri liberi citati sopra, ma con β pari a 2.5;
4. Funzione di Lorentz, descritta da

$$f(z) \propto \frac{1}{(1 + z^2)} ; \quad (3.3)$$

5. Funzione "Penny", funzione risultante dalla somma di gaussiana e lorentziana, avente pertanto quattro parametri liberi: FWHM in x e y, ampiezza frazionale della funzione Gaussiana al picco del profilo stellare e l'angolo di posizione della gaussiana ellittica, che può essere ruotata, mentre la lorentziana è vincolata (Penny1);

6. Funzione Penny a sei parametri liberi, gli stessi citati sopra e con orientamento della lorentziana anch'esso libero (Penny2).

È possibile, tramite la definizione del parametro **analytic**, vincolare DAOPHOT a modellare con una funzione specifica le sorgenti contenute nella lista di stelle generata dal **find**, oppure lasciare che esplori tutte le funzioni possibili e, tramite il calcolo del *best-fit* e l'analisi dei residui, determinare la funzione che meglio modella le sorgenti. È necessario specificare altri tre parametri necessari per il corretto funzionamento del processo: **variable psf**, ovvero il grado di variabilità spaziale con il quale verrà modellata la psf, il **fitting radius**, raggio massimo entro il quale verrà modellato il profilo di brillantezza della stella (convenzionalmente il doppio della FWHM), e il **PSF radius**, raggio entro il quale la psf sarà definita. Tramite questi parametri, l'utente può modificare il risultato, in quanto è possibile andare a campionare meglio le ali del profilo. È necessario prestare comunque attenzione a questi parametri soprattutto in ambienti con elevato crowding.

La task costruisce la psf attraverso molteplici step, dando origine a diversi output, sempre sottoforma di file di testo. Per prima cosa, è necessario selezionare le stelle di riferimento sulle quali verrà modellata la psf. Teoricamente, queste stelle devono essere brillanti, non sature, isolate e distribuite uniformemente su tutta l'immagine. Il numero di queste sorgenti deve essere molto alto: per esempio, per la camera ACS/WFC, un numero adatto per permettere un'ottima costruzione di psf può essere considerato $\sim 100 - 200$ sorgenti, un numero chiaramente troppo grande affinché questa operazione avvenga manualmente. DAOPHOT pertanto fornisce una routine chiamata **PICK** la quale, una volta ricevuto come input i file contenenti le posizioni e le magnitudini di apertura, seleziona le 200 stelle più brillanti, ma chiaramente non sature. Come output si ottiene un file con estensione **lst** che contiene stelle con magnitudine oltre una determinata soglia fissata dall'utente e, tramite i parametri **fitting radius** e **PSF radius**, non troppo vicine sia al bordo dell'immagine che a stelle sature. È buon uso controllare sull'immagine quali oggetti siano stati utilizzati come riferimento: può succedere, come in questo lavoro, che a causa delle lunghe esposizioni vi sia una componente numerosa di raggi cosmici e che quindi il programma vada erroneamente a modellare la psf su un profilo molto piccato, rigettando profili di brillantezza molto diversi come quelli dovuti alla psf stellare. Per ovviare a tale problema, che si presentava per le esposizioni nel filtro V di HST, la selezione delle stelle utili per modellare la psf è stata limitata ad un suo sotto-campione che comprendesse sorgenti presenti in almeno tre dei sei cataloghi a disposizione. Questa operazione è avvenuta tramite il programma **DAOMATCH**, che verrà spiegato nel dettaglio nella Sezione 3.2.2.

Per costruire la lista di stelle adatta al modellamento della psf, è necessario non considerare la regione centrale dell'ammasso, la quale sarebbe un ambiente con troppo affollamento, e suddividere il campo di vista in diverse celle, entro le quali considerare un numero massimo di stelle, tipicamente 10 o meno. Ciò permette il campionamento della psf su tutto il FoV dell'immagine. A questa lista di stelle di riferimento si applica la task **PSF**: il programma modella le stelle della lista restituendo, in un file con estensione **psf**, il tipo di funzione analitica che meglio approssima il profilo stellare, con i relativi valori dei suoi parametri. Nel caso si sia specificato un grado superiore allo zero, essa restituisce anche i coefficienti correttivi del profilo in base al grado specificato nel parametro **variable psf**. Per ogni stella contenuta nella lista iniziale, il programma stampa su schermo i valori dei residui derivanti dal modellamento con la funzione di *best-fit*, calcolati come rms. Stelle con un residuo superiore a tre volte il valore

medio vengono segnalate e saranno escluse nella seconda iterazione di PSF, in modo da eliminare oggetti spuri e perciò migliorare il modello di psf. Questa procedura viene iterata per più volte.

Successivamente, vengono selezionate le 800 stelle più luminose derivanti dal catalogo della fotometria di apertura. A queste, viene applicato il modello di psf risultante dalla fase preliminare del psf-fitting tramite un pacchetto indipendente di DAOPHOT chiamato **ALLSTAR** (Stetson 1994), il quale permette di modellare psf multiple e sovrapposte delle stelle contenute nell'immagine. Una volta generata una copia di lavoro dell'immagine in analisi, **ALLSTAR** permette nella stessa iterazione di ridurre tutte le sorgenti contenute nella lista di apertura: avendo in input anche delle grezze stime per le posizioni e per la magnitudine, sottrae dalla copia di lavoro tutte le stelle di input e successivamente utilizza i residui attorno alle coordinate per implementare una correzione ai profili e alle posizioni iniziali. A questo punto, ritorna ai dati originali e sottrae tutte le stelle in base alle nuove posizioni e ai nuovi parametri del profilo di brillantezza tramite il modello preliminare di psf, entro il **fitting radius**. In questa maniera, la parte centrale di ogni stella è ampiamente pulita da eventuali contaminazioni di stelle vicine. La nuova mappa dei residui è a sua volta utilizzata come punto di partenza per la seconda correzione dei parametri, fino a quando il miglioramento non sarà trascurabile.

Ottenuto questo catalogo, viene selezionato un sotto-campione in base ai valori di *sharpness*, parametro che quantifica quanto il profilo proiettato di una sorgente si allontana da uno circolare, χ^2 , valore che descrive la bontà della funzione di *fit*, e magnitudine in modo da non mantenere nel processo oggetti non stellari, blend e stelle sature. In questa maniera si è generata una lista intermedia di stelle tramite la quale raffinare il modello di psf. L'applicazione del modello definitivo di psf sulle sorgenti dell'immagine avviene tramite **ALLSTAR**, il quale fornisce come output un file di testo con estensione **als**, in cui sono contenute informazioni cruciali come le magnitudini strumentali, con il loro relativo errore, il valore di χ^2 e *sharpness* per ogni sorgente a seguito dell'applicazione del modello finale di psf. Le stelle vengono sottratte definitivamente dall'immagine, dando origine a un file **fits** con suffisso **s**, che può essere visualizzato per verificare la bontà del processo. Un esempio è mostrato in Figura 3.3.

3.2.2 Combinazione dei cataloghi

Le operazioni descritte nella Sezione 3.2.1 generano dei cataloghi per le singole esposizioni del data-set. Per combinare insieme i cataloghi ottenuti, è necessario riportarli ad un unico sistema di coordinate e, in caso del medesimo filtro, di magnitudini. Questa operazione è possibile grazie ai programmi **DAOMATCH** e **DAOMASTER**.

DAOMATCH permette di mettere insieme i cataloghi tramite il calcolo di una matrice roto-traslazionale una volta scelta un'immagine come riferimento. Questo programma è molto efficace in casi di pure traslazioni o roto-traslazioni di leggera entità, come in quello di HST e GeMS individualmente, in cui le esposizioni risultavano traslate fra loro solamente di qualche pixel. L'output è un file con estensione **mch**, in cui vi sono scritti i coefficienti di traslazione e rotazione applicati alle immagini in funzione della prima immagine specificata al software.

Una volta calcolati i coefficienti di roto-traslazione, è possibile combinare i cataloghi tramite **DAOMASTER**. Questo programma permette di raffinare la trasformazione contenuta nel file **mch**, poiché in questo caso è necessario specificare il grado del polinomio di

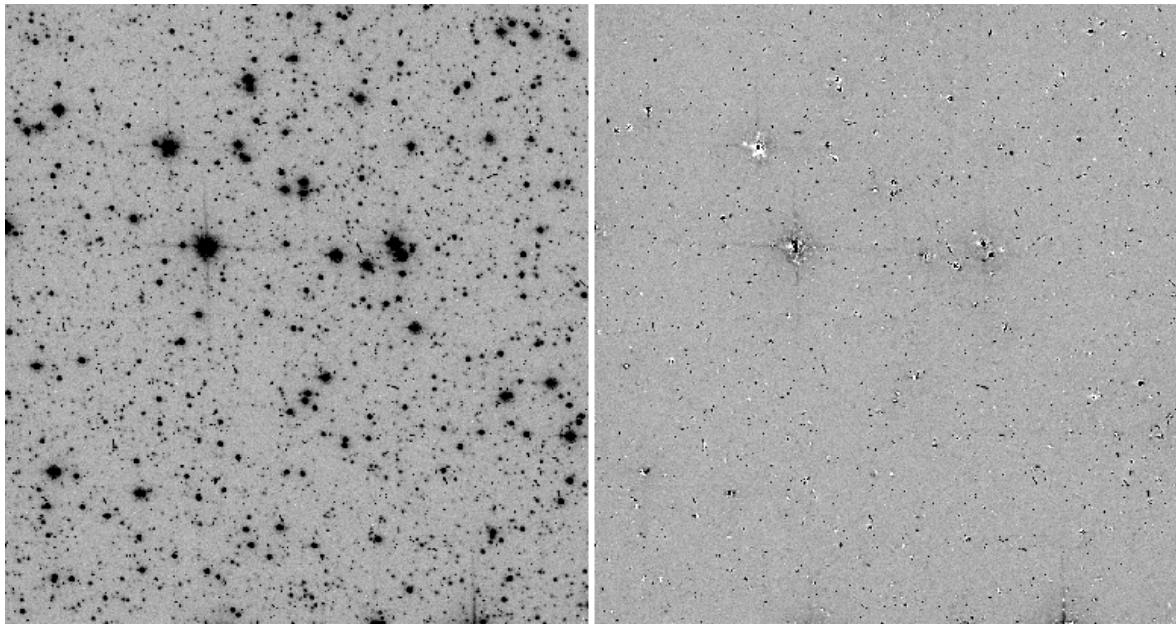


Figura 3.3: Dettaglio dell'immagine sottratta a seguito dell'applicazione del programma ALLSTAR per una esposizione di HST.

trasformazione. Inoltre, bisogna determinare il numero minimo di immagini nel quale una specifica detezione viene registrata e precisare il valore massimo di variazione, in unità di sigma, della magnitudine accettabile di una sorgente, in modo da mantenere nel catalogo solamente detezioni di sorgenti stabili. Questo parametro può essere utile nella ricerca di sorgenti molto variabili in flusso. In maniera iterativa, il programma calcola il match fra i cataloghi secondo un raggio di tolleranza entro cui valutare la corrispondenza, specificato di volta in volta dall'utente.

Questo programma dà origine a diversi file di output, tra cui i più importanti, al fine di questo lavoro, sono descritti dall'estensione **cor**, **mag** e **raw**. Il file con estensione **cor**, oltre che nuovi identificativi per le stelle e le coordinate medie (x,y) a seguito del match, contiene i valori delle magnitudini, per la stessa stella riconosciuta, omogeneizzati al valore dell'esposizione di riferimento; il file **mag** è un file di testo nel quale sono contenute la magnitudini medie derivanti dalla combinazione delle misure delle singole esposizioni con il loro relativo errore (in unità di deviazione standard), il valore medio di χ^2 , sharpness, ID e coordinate; infine il file **raw** riporta semplicemente la magnitudine strumentale di una determinata stella senza mediare, ed è il tipo di output che bisogna richiedere quando si uniscono cataloghi in diversi filtri fotometrici.

È possibile riuscire ad implementare un miglioramento nella riduzione dei dati utilizzando il programma ALLFRAME (Stetson 1994): questo programma è ancora più potente poiché permette la riduzione contemporanea di tutte le immagini e, in modo analogo a ALLSTAR, apporta una correzione di primo ordine alle posizioni e alle magnitudini delle sorgenti. Infatti la sua peculiarità risiede nel fatto che come input richiede una lista di posizioni e magnitudini, definita *master-list*, che utilizza in combinazione con il modello analitico di PSF. In generale, una master-list può essere qualsiasi lista di posizioni e magnitudini che si ritengono ideali per l'analisi che si vuole intraprendere. Per esempio, l'unione di stelle misurate tramite i filtri più efficienti. Nel momento in cui si fornisce come input il risultato ottenuto grazie ad ALLSTAR, il programma è in grado di forzare le posizioni in cui modellare la psf, ottenendo cataloghi più precisi

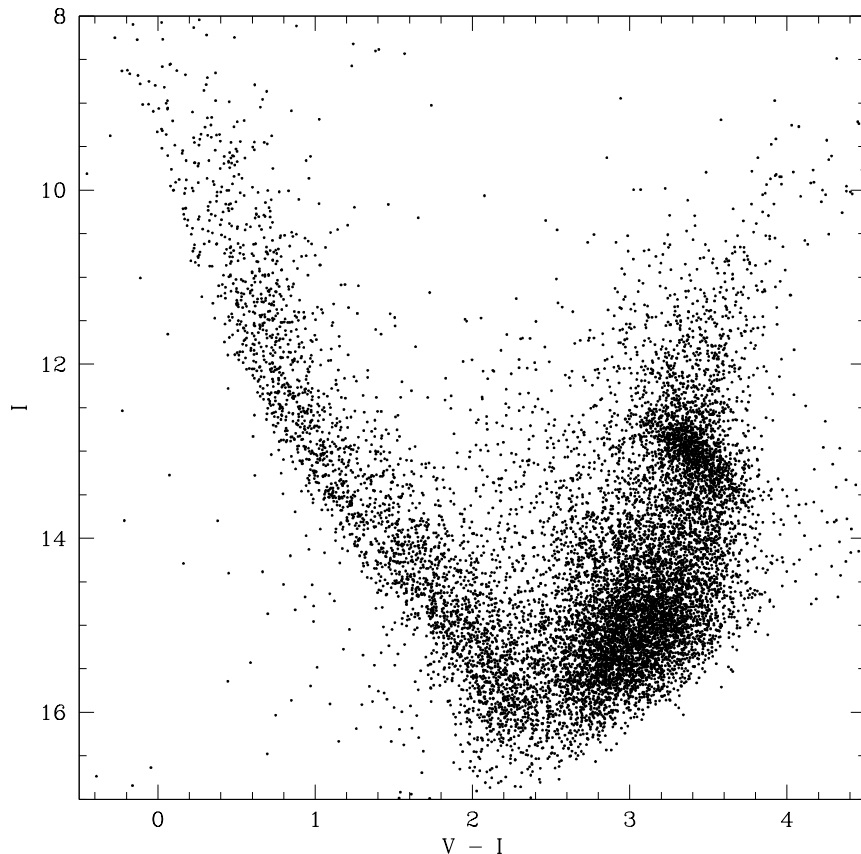


Figura 3.4: CMD (I , $V-I$) risultante dalla procedura **ALLSTAR** per il chip 1 della camera ACS/WFC. Si può notare la probabile componente di campo galattico definita per $(V-I) < 2.2$.

e completi, poiché in questo modo si è in grado di sfruttare le informazioni derivanti da tutte le immagini e da tutti i filtri contemporaneamente. Questo miglioramento è apprezzabile anche ad occhio, di cui un esempio è raffigurato in Figura 3.5. Il risultato dell'operazione di **ALLFRAME** sono dei file con suffisso **alf** e delle immagini sottratte, in modo analogo all'output di **ALLSTAR**.

Per costruire il CMD, è necessario combinare fra di loro i file delle magnitudini medie (**mag**) risultanti da **ALLSTAR** o **ALLFRAME** tramite **DAOMASTER**, una volta calcolati i coefficienti di trasformazione sfruttando sempre **DAOMATCH**. Il catalogo finale, mediante il quale si potrà andare a definire il colore e la magnitudine per la singola stella, si ottiene richiedendo il file di output **raw**.

3.2.3 Riduzione HST

Come primo passo di questo lavoro, si è attuata la riduzione sulle immagini provenienti dai filtri I e V di HST. La ricerca delle componenti si è basata su una *threshold* pari a 5σ . Per la determinazione del modello di **psf**, dopo varie considerazioni si è valutato come miglior approccio che il software avesse come possibilità di indagine tutte le sei funzioni possibili, ottenendo come miglior risultato una funzione Moffat con $\beta = 1.5$, con un **psf radius** fissato a 20 pixel e **variable psf** = 1, cioè con una **psf** che varia linearmente con la posizione sul detector.

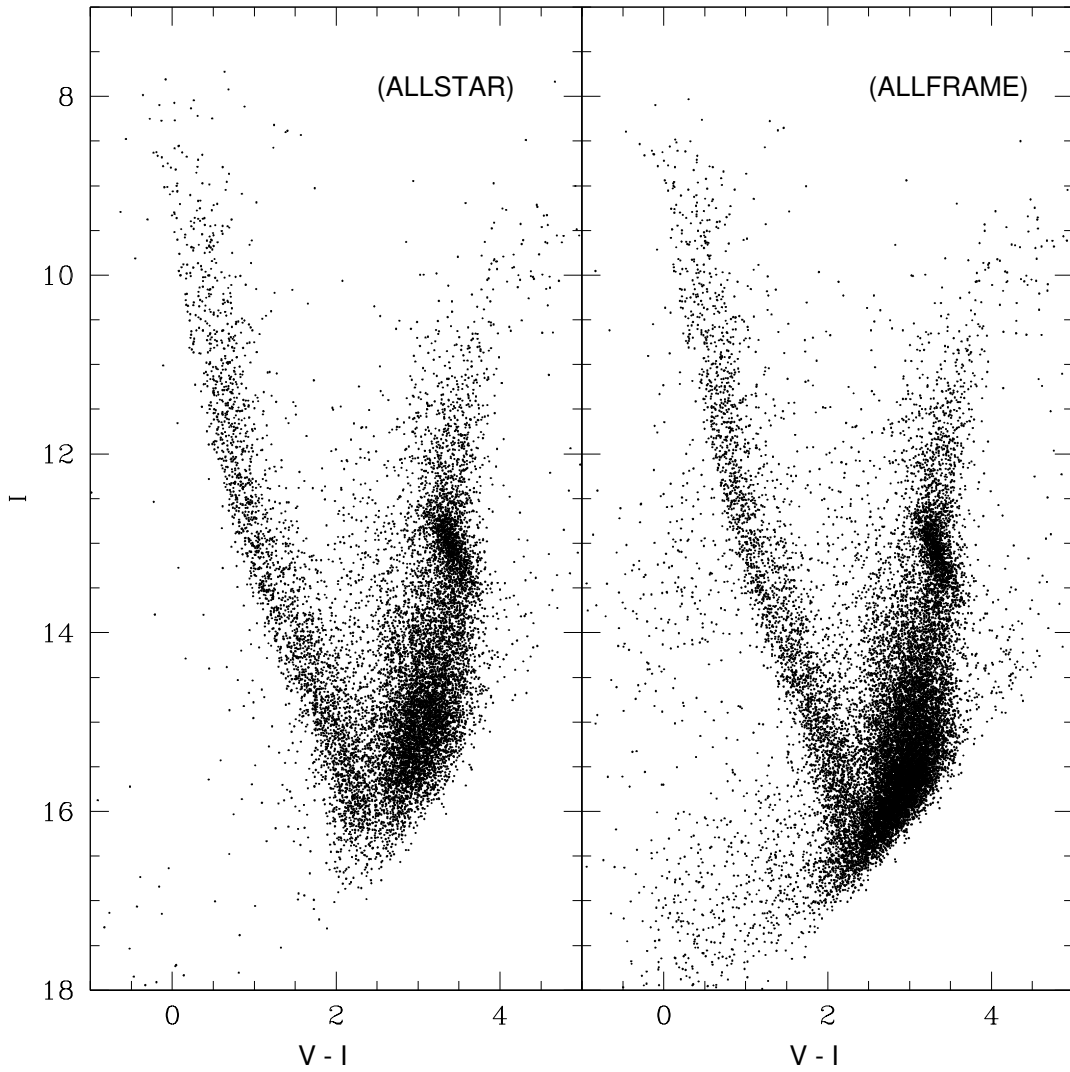


Figura 3.5: Confronto dei CMD (I , $V-I$) costruiti tramite le magnitudini ottenute dalla procedura di **ALLSTAR** (pannello a sinistra) e **ALLFRAME** (pannello a destra) per il chip 1 della camera ACS/WFC.

L'applicazione del modello di psf tramite **ALLSTAR** ha permesso di ottenere dei cataloghi preliminari per le singole esposizioni nei due filtri. Pertanto si sono calcolate le trasformazioni dei sei cataloghi nel filtro I e nel filtro V , scegliendo per entrambi un'esposizione come riferimento. La successiva applicazione di **DAOMASTER** ha generato due file con estensione **mag**, richiedendo che le trasformazioni venissero raffinate tramite una trasformazione cubica, a causa delle forti distorsioni geometriche della camera ACS/WFC (Sez. 2.1.1), mantenendo nel file di output le sorgenti riconosciute in almeno 3/6 esposizioni. La successiva combinazione di questi due file **mag** ha permesso di ottenere un file **raw**, richiedendo che gli oggetti si trovassero in entrambi i cataloghi. A questo punto, è stato possibile calcolare il colore per ogni stella presente nel catalogo e costruire un primo diagramma colore-magnitudine, osservabile in Figura 3.4. È da notare che i colori e le magnitudini che compaiono in questo CMD sono strumentali.

Per raffinare la riduzione tramite l'applicazione di **ALLFRAME**, è stato necessario

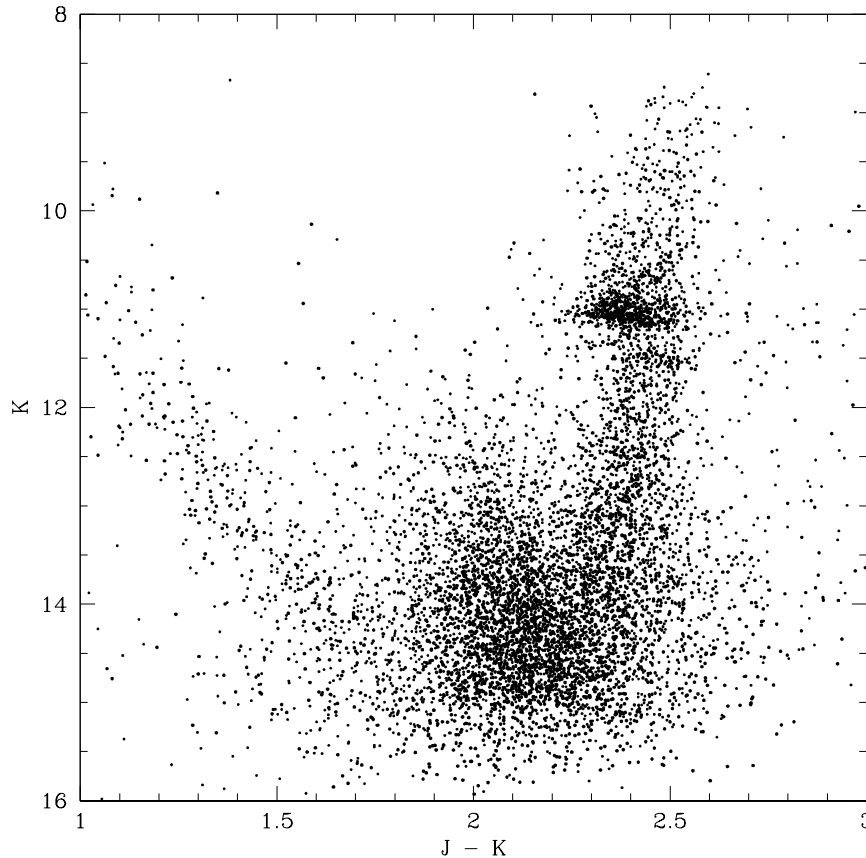


Figura 3.6: CMD (K , $J-K$) ottenuto tramite le magnitudini ricavate dalla procedura di ALLSTAR. Nel diagramma è mostrata la combinazione dei quattro chip di GeMS.

costruire la master-list. Si sono calcolate le trasformazioni fra i dodici cataloghi `als` dei due filtri, mantenendo come riferimento per tutti i cataloghi la prima esposizione del filtro I. L'applicazione del modello di psf è stata attuata tramite il programma ALLSTAR. Successivamente si sono combinati tramite DAOMASTER, ottenendo un file `mag`. La procedura di ALLFRAME ha quindi riportato come risultato i rispettivi file `alf`, i quali sono stati combinati per ottenere dei nuovi cataloghi contenenti le magnitudini medie I e V. Tramite la stessa procedura descritta sopra, si è riusciti a costruire un nuovo CMD. Dal confronto dei due diagrammi, mostrato in Figura 3.5, è apprezzabile il miglioramento apportato alla riduzione da ALLFRAME.

3.2.4 Riduzione GeMS

Successivamente è stata implementata la riduzione per le dodici esposizioni selezionate per ognuno dei quattro chip di GeMS. I valori per implementare questa nuova ricerca delle loro componenti e i modelli di psf considerati nel psf-fitting sono quelli derivanti dal lavoro di Saracino et al. (2015).

La ricerca delle componenti è stata effettuata con una *threshold* pari a 3σ . Per la determinazione della psf, come parametri sono stati utilizzati per il filtro J un `psf radius` compreso fra 20-25, mentre per il filtro K un `psf radius` pari a 15. Anche in questo caso, `variable psf` è stato imposto pari a 1. Le funzioni a seguito del

psf-fitting sono risultate per il filtro J la Penny1, e in un caso la funzione lorentziana, mentre per il filtro K la funzione migliore è risultata essere la Moffat con $\beta = 1.5$. Conseguentemente, sono state trovate le trasformazioni fra le sei esposizioni di ogni chip sia per il filtro J che K, utilizzando come riferimento la prima esposizione per entrambi i filtri. In Figura 3.6 è mostrato il CMD risultante dai cataloghi ottenuti a seguito dall'applicazione di ALLSTAR.

Per le esposizioni di GeMS, non è stata implementata la procedura di ALLFRAME in questa prima fase di riduzione.

3.2.5 Riduzione dei data-set combinati

Per ottenere più informazioni possibili e sfruttare le caratteristiche complementari dei due data-set a disposizione, è stato deciso di ridurre in simultanea le immagini provenienti sia da HST che da GeMS. Questa nuova fase di riduzione si è basata sull'applicazione di ALLFRAME sfruttando i cataloghi ottenuti dalla precedente riduzione dei singoli strumenti tramite ALLSTAR. Tale operazione è risultata molto complessa, a causa del fatto che per funzionare in maniera ottimale si basa sull'ipotesi che le trasformazioni tra tutte le immagini analizzate siano opportunamente modellate con precisione spaziale inferiore al pixel. In più, si sono utilizzati filtri di diverse bande fotometriche. In questo caso, entrambe le camere utilizzate possiedono consistenti distorsioni geometriche, quindi raggiungere tale requisito ha richiesto lo sviluppo di una procedura ad hoc e accurati controlli ad ogni singolo passaggio.

I passi principali della procedura sviluppata sono stati i seguenti:

1. **Costruzione della master-list:** la prima operazione necessaria per applicare il programma ALLFRAME è stata costruire la master-list che potesse avvalersi delle informazioni complementari provenienti dalle immagini I e K, i filtri più fondi per i data-set HST e GeMS rispettivamente.

Dalla precedente riduzione dei due singoli data-set, le informazioni disponibili consistevano nei cataloghi `als` dei filtri I e K, ricordando che per il filtro K vi erano a disposizione sei cataloghi per ognuno dei quattro chip di GeMS. Una procedura standard consisterebbe nella creazione di una master-list derivante dalla combinazione di tutti i file `als` e nella sua conseguente applicazione simultanea a tutte le immagini tramite ALLFRAME. In questo caso, tuttavia, non è stato possibile seguire questa procedura standard a causa delle forti distorsioni geometriche di entrambe le camere non adeguatamente modellabili dai polinomi utilizzati dal programma². Di seguito, verrà descritta la procedura adottata, la quale consiste essenzialmente in tre operazioni:

- Creazione della lista di stelle identificate in banda I (da qui in poi ML-I);
- Creazione della lista di stelle in banda K, la quale deriva dalla combinazione delle informazioni provenienti simultaneamente dai 4 chip da cui è composto GSAOI (da qui in poi ML-K);
- Combinazione delle due master-list citate sopra (da qui in poi ML-IK).

²In un primo tentativo di approccio al problema, questo metodo è stato testato, ma a seguito di un controllo visivo delle immagini dei residui, si è notato come in alcune zone delle immagini GeMS, soprattutto verso i bordi, si perdessero stelle oppure non venissero adeguatamente sottratte a causa di un errato posizionamento dei centroidi.

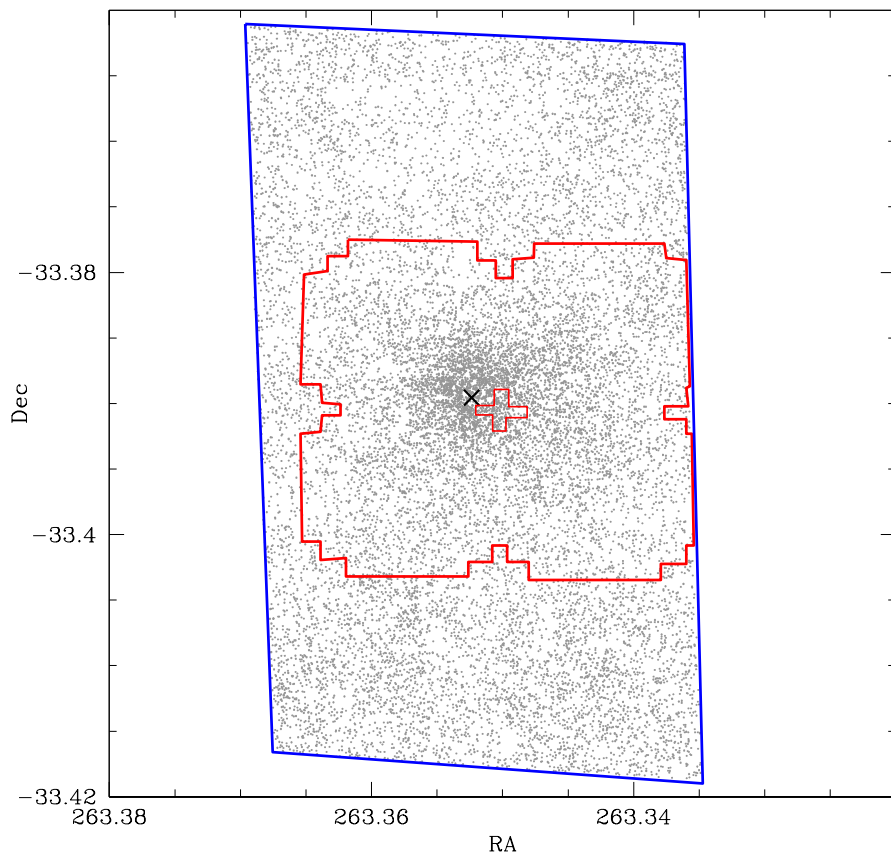


Figura 3.7: Campo di vista ricoperto dalle esposizioni del chip 1 della camera ACS/WFC (in blu) e dei quattro chip di GeMS (in rosso) a seguito della combinazione dei data-set. Il centro di Liller 1 è segnato tramite la croce nera. Sullo sfondo sono riportate le posizioni di una selezione di stelle del catalogo finale.

Per creare la ML-I sono stati combinati i 6 file `als` mantenendo le stelle presenti in almeno 3 dei 6 cataloghi. In questo caso, essendo le immagini quasi totalmente sovrapposte a meno di un piccolo dithering, le distorsioni geometriche non hanno presentato un ostacolo nel calcolo delle trasformazioni roto-traslazionali. Come immagine di riferimento, è stata mantenuta la prima esposizione del data-set HST.

La creazione della ML-K è risultata più complessa essenzialmente a causa della difficoltà nel mettere insieme i 4 chip di GeMS, i quali, a seguito del pattern di dithering, risultano essere solo parzialmente sovrapposti. Questo fatto, combinato con le loro forti distorsioni geometriche, non permette, soprattutto ai bordi, l'adeguata estrapolazione delle trasformazioni roto-traslazionali. Si è quindi deciso di riportare indipendentemente i cataloghi `als` nella banda K di ciascun chip al sistema di riferimento del filtro I. Tale accorgimento ha permesso di ancorare ogni catalogo `K*.als` a un FoV più ampio (si faccia riferimento alla Figura 3.7), riuscendo in questa maniera a tenere sotto controllo le distorsioni ai bordi, risultato non ottenibile dal lavoro con le sole immagini K. Questa operazione non è stata possibile solo attraverso il `DAOMATCH`, ma ha necessitato il calcolo delle trasformazioni tramite il confronto visivo fra la prima esposizione del filtro I e del

filtro K per ognuno dei quattro chip: sono state riconosciute tre stelle in comune fra le due esposizioni e, una volta acquisite le loro coordinate, è stata calcolata una prima stima per i coefficienti della matrice roto-traslazionale. Questi coefficienti sono stati conseguentemente raffinati tramite **DAOMASTER**. Successivamente, si sono riportati nel sistema di riferimento di HST anche i cataloghi **als** delle restanti cinque esposizioni K^3 .

Un volta riportati tutti i 24 cataloghi **als** del filtro K nel sistema di riferimento del filtro I, è stato possibile generare la ML-K tramite **DAOMASTER**, chiedendo di considerare gli oggetti presenti in almeno 3/24 cataloghi, ovvero 3/6 per ciascun chip, essendo presente esigua sovrapposizione tra chip diversi. Questa operazione ha permesso di ottenere il file **mag** contenente le posizioni e le magnitudini medie per tutti e quattro i chip di GeMS.

Infine, la ML-IK è stata creata combinando i file **mag** frutto delle master-list ML-I e ML-K, richiedendo al programma di considerare tutte le sorgenti presenti in entrambi i file. È da ricordare che questi due file si riferiscono già allo stesso sistema di riferimento, ovvero quello del data-set in banda I. In questo modo, è stato possibile da una parte sfruttare l'ottima risoluzione spaziale di HST, dall'altra recuperare tutte quelle stelle che si sarebbero perse utilizzando solamente una master-list composta dal filtro I, poiché deboli o sature, ma che nell'immagine proveniente da Gemini erano ben visibili, e viceversa.

2. **Applicazione della master-list ML-IK:** ottenuta la ML-IK, il passo successivo è stato quello di applicarla tramite **ALLFRAME** a tutte le immagini del data-set. In particolare, è stata applicata separatamente ai cataloghi di ciascun filtro e chip, nel caso di GeMS. Questo accorgimento è stato necessario per evitare, in particolare ai bordi delle immagini, che le distorsioni geometriche inficiassero le posizioni dei centroidi delle singole stelle. Una volta ottenuti gli output di **ALLFRAME**, si è proceduto verso la creazione dei cataloghi finali.

Per i filtri V e I, ML-IK è stata applicata ai sei cataloghi **als**, in funzione sempre della prima esposizione del filtro I. In questa maniera, sono stati ottenuti sei file **alf** poi combinati tramite **DAOMASTER**, richiedendo di comprendere le sorgenti presenti in almeno 3/6 cataloghi, ottenendo il file **mag** sia per il filtro I che V.

Per i filtri J e K, è stata assunta come lista di cataloghi, alla quale applicare ML-IK, l'insieme dei sei file **als** con i coefficienti di match relativi alla prima esposizione del filtro I di HST. L'applicazione di **ALLFRAME** ha permesso di ottenere sei file **alf** per ogni chip e filtro. Successivamente, questi output sono stati combinati fra loro, ottenendo come risultato un file **mag** e **cor** per ognuno dei chip. Per massimizzare il FoV coperto da ogni chip, grazie al dithering, è stato richiesto di comprendere nei file di output tutte le stelle presenti in almeno 2/6 cataloghi. In questa maniera sono stati ottenuti quattro file **mag** per ogni filtro, i quali sono stati nuovamente combinati fra loro calcolando le trasformazioni per ogni chip in riferimento al chip 1 di GeMS e richiedendo di mantenere tutte le sorgenti (richiesta di considerare

³Per effettuare questo passaggio, non è stato necessario ripetere l'operazione appena descritta: una volta trovata la trasformazione per l'immagine di riferimento di ciascun chip, ed essendo già noti i coefficienti tra i file **als** dei singoli, la trasformazione è stata possibile tramite l'*utility* di DAOPHOT **tranmch**, che permette di ricalcolare le trasformazioni utilizzando una diversa immagine come riferimento

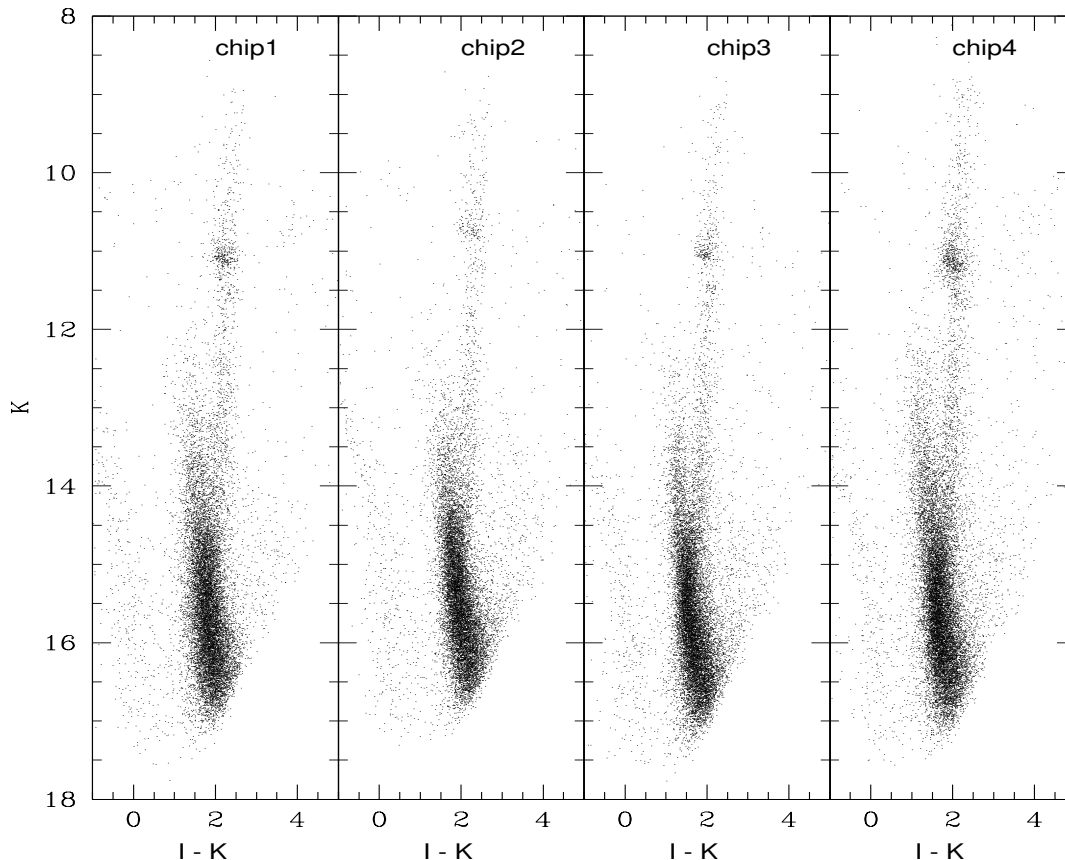


Figura 3.8: CMD (K , $I-K$) risultante dalla combinazione delle magnitudini ottenute dalla camera ACS/WFC e GeMS, rispettivamente per i chip 1,2,3,4.

tutte le stelle presenti in almeno 1 catalogo su 4). Tale combinazione in due step è stata necessaria per assicurare un'accurata omogeneizzazione delle magnitudini tra diversi chip⁴. L'applicazione separata per chip di **ALLFRAME** non ha permesso però di ricoprire la zona centrale del puntamento, come mostrato in Figura 3.7. Il pattern che si osserva è dovuto al dithering delle osservazioni, che riesce a coprire le gap intra-chip solo parzialmente.

Combinando i **mag** così prodotti, è stato possibile costruire dei primi CMD con sistemi fotometrici combinati. Alcuni esempi sono mostrati nelle Figure 3.8 e 3.9. La trasformazione utilizzata per combinare questi cataloghi è quella che intercorre fra la prima esposizione del filtro I HST e del chip utilizzato come riferimento nella combinazione dei quattro **mag** per il filtro GeMS.

3. **Combinazione dei filtri:** il catalogo finale è stato ottenuto combinando i quattro file **mag** derivanti dal lavoro sui quattro filtri sfruttando le trasformazioni già calcolate fra le loro esposizioni di riferimento e la prima esposizione del filtro I. Il catalogo così ottenuto riporta le magnitudini di tutte le stelle presenti in almeno

⁴In un primo test effettuato, dove tutti i J^* e K^* erano stati combinati simultaneamente, dopo un controllo accurato dell'omogeneizzazione delle magnitudini si è potuto constatare come, per via della poca sovrapposizione dei chip e limitata a piccoli bordi, l'omogeneizzazione delle magnitudini non fosse andata a buon fine.

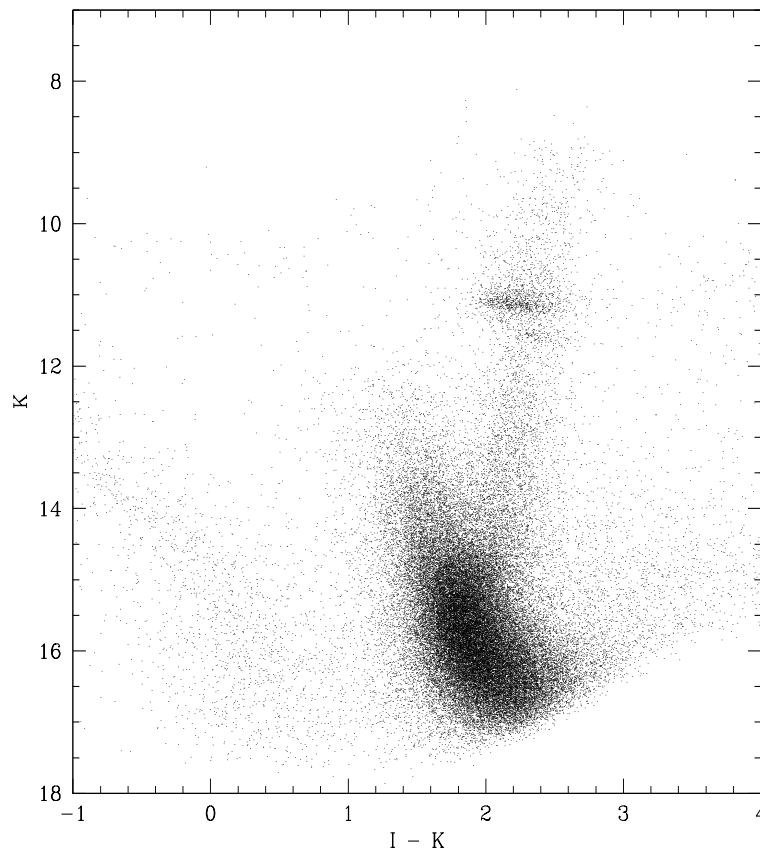


Figura 3.9: CMD (K , $I-K$) ottenuto dalla combinazione dei quattro chip di GeMS.

2/4 filtri. Tale richiesta, come si vedrà nei Capitoli 4 e 5, ha permesso di sfruttare al meglio le informazioni provenienti dai filtri I e K, integrate dall'aggiunta delle magnitudini V e J, comunque disponibili.

3.3 Calibrazione strumentale

3.3.1 Astrometria

Il catalogo finale, contenente le magnitudini **raw** dei quattro filtri considerati, non racchiude ancora informazioni riguardo alla posizione sul piano del cielo delle stelle, poiché si riferisce ai pixel che le sorgenti occupano sui chip. In particolare, le coordinate strumentali risultanti dalla riduzione dei dati combinati di HST e GeMS si riferiscono al chip 1 della camera ACS/WFC. Tramite l'operazione di astrometria, è possibile convertire le posizioni strumentali delle stelle in coordinate fisiche, ovvero *Ascensione retta* e *Declinazione* (RA e Dec).

A causa delle forti distorsioni geometriche, come descritto nella Sezione 3.1.1, per prima cosa è necessario applicare dei polinomi correttivi alle posizioni strumentali contenute nel catalogo. Tale correzione è stata implementata tramite un programma **fortran**, utilizzando come coefficienti per i polinomi quelli contenuti in Meurer et al. (2003).

Le coordinate strumentali (x, y) possono essere riportate in coordinate assolute (RA, Dec) tramite un'operazione di cross-correlazione fra il catalogo strumentale e un catalogo nel quale sono note le posizioni astrometriche. In questo lavoro, sono state utilizzate le posizioni delle stelle, contenute entro un raggio di $130''$ centrato su Liller 1, provenienti dalla seconda data release (DR2) del satellite Gaia. Il catalogo è scaricabile dall'archivio web⁵.

L'operazione di cross-correlazione è stata possibile grazie al software *CataXcorr*, il quale, una volta specificata la pixel scale del detector di riferimento (Sez. 3.1.1), permette di trovare una soluzione astrometrica.

3.3.2 Calibrazione delle magnitudini

Le magnitudini ottenute dall'operazione di *psf-fitting* sono magnitudini strumentali, ovvero ottenute tramite il conteggio dei fotoni in corrispondenza dei vari pixel secondo la formula

$$m_{instr} = -2.5 \lg_{10} \Sigma_{counts} \quad (3.4)$$

Lo scopo della calibrazione è pertanto quello di passare ad un sistema fotometrico fisicamente significativo.

Per quanto riguarda le stelle provenienti dal telescopio Gemini, lo zero point di calibrazione è stato ottenuto calcolando la differenza Δmag delle stelle in comune fra il catalogo contenente le magnitudini strumentali e quello della survey *Vista Variables in the Via Lactea* (VVV) (Minniti et al. 2010): il valore, sia per il filtro J che per il filtro K, è stato ottenuto tramite il calcolo della mediana dopo una 3σ -rejection (Fig. 3.10). Il valore così ottenuto è stato poi sommato alle magnitudini strumentali.

Per le stelle osservate tramite il telescopio HST, la magnitudine calibrata è stata calcolata secondo la seguente formula (Holtzman et al. 1995):

$$m_{cal} = m_{instr} + 2.5 \lg_{10}(t_{exp}) + ZP + AP \quad (3.5)$$

nella quale m_{instr} indica la magnitudine ottenuta a seguito della riduzione tramite DAOPHOT; $2.5 \lg_{10}(t_{exp})$ è il termine che permette di riscaldare i conteggi in base al tempo di esposizione dell'osservazione; ZP definisce lo *zero point* per passare al sistema fotometrico standard VEGAMAG; AP definisce la *correzione di apertura*, ovvero il termine che tiene conto del fatto che, per motivi computazionali, è stato necessario definire un raggio di troncamento della psf e pertanto definisce la frazione di fotoni persa a causa del troncamento delle ali. I valori utilizzati per implementare la correzione di apertura e definire lo zero point sono tabulati per la camera ACS/WFC e reperibili sul sito web STScI⁶. Nello specifico, il calcolo della correzione di apertura passa dal valore tabulato della *encircled energy*⁷(EE)⁸, per un raggio arbitrario corrispondente a 10 pixel, tramite la relazione

$$mag_{tot} = mag(r) + 2.5 \lg_{10}(EE) \quad (3.6)$$

che permette di approssimare la magnitudine totale della stella.

⁵<https://gea.esac.esa.int/archive/>

⁶<http://www.stsci.edu/hst/acs/>

⁷<http://www.stsci.edu/hst/instrumentation/acs/data-analysis/aperture-corrections>

⁸L'Encircled Energy è definibile come $EE = Flux(r)/Flux_{tot}$

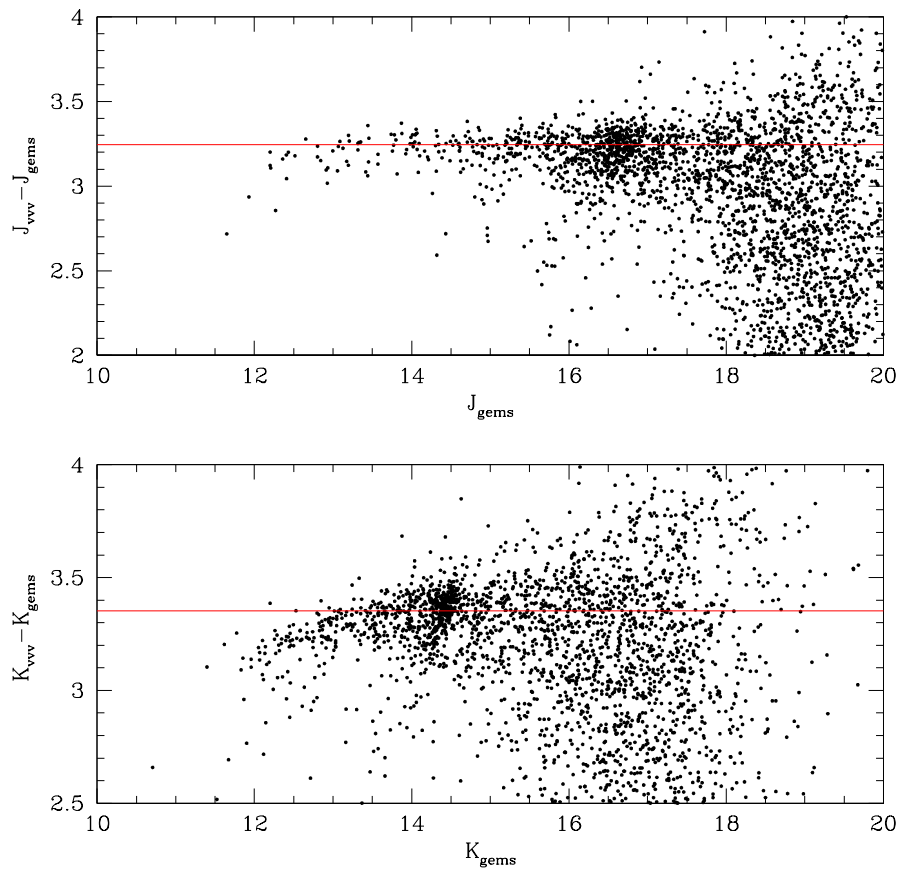


Figura 3.10: Differenza tra le magnitudini strumentali GeMS e quelle calibrate provenienti dal catalogo della survey VVV. La linea rossa orizzontale rappresenta la mediana della differenza delle magnitudini a seguito della σ -rejection.

Capitolo 4

Mappa di estinzione in direzione di Liller 1

In questo capitolo verranno descritte le procedure che hanno portato alla realizzazione dei cataloghi finali per l'ammasso Liller 1, che comprendono due passaggi fondamentali: il primo è consistito nella determinazione dei cosiddetti *flag di qualità*, ovvero la selezione dei parametri χ^2 e sharpness che permettono di ripulire il diagramma eliminando dal catalogo oggetti spuri o con errore fotometrico valutato troppo grande; il secondo è stato costruire una mappa di reddening differenziale in direzione dell'ammasso.

4.1 Flag di qualità

Il primo passo per la costruzione della mappa di reddening è quello di definire un CMD di alta accuratezza fotometrica, in cui la posizione di ogni singola stella sia altamente affidabile dal punto di vista fotometrico e quindi non falsificata da una cattiva determinazione della magnitudine e del colore. Per fare questo, abbiamo costruito un indice di qualità fotometrica (*flag*) basato sui parametri sharpness e χ^2 , i quali quantificano rispettivamente quanto il profilo proiettato di una sorgente si allontana da uno circolare e venga ben modellato dalla funzione di *fit*. I valori di questi parametri sono forniti come output "naturale" dal software di analisi fotometrica utilizzato (si faccia riferimento alla Sezione 3.2.1).

In Figura 4.1 sono riportati gli andamenti del χ^2 e della sharpness in funzione della magnitudine I . L'andamento del parametro χ^2 mostra una distribuzione che si mantiene rozzamente costante attorno al valore di circa 2.5, con un leggero incremento verso le magnitudini più deboli. Come ci si aspetta, i valori del χ^2 aumentano invece rapidamente per magnitudini $I < 20$ a causa della saturazione che tronca il picco della PSF delle stelle brillanti, con conseguente aumento del valore del parametro. Lo stesso andamento generale si può notare nel grafico che descrive il parametro sharpness. Si osserva infatti come la distribuzione si allarghi progressivamente sia verso le magnitudini più deboli che nel regime delle stelle sature. Sulla base di queste distribuzioni, i valori ottimali di χ^2 e sharpness sono stati definiti adottando la seguente procedura: l'intervallo di magnitudine campionata è stato suddiviso in bin di 1 magnitudine, in ognuno dei quali è stata applicata una 3σ -rejection per ottenere il valore finale della mediana e la deviazione standard ad essa associata. Per ciascun bin, sono stati adottati come valori accettabili di χ^2 e sharpness quelli entro 3σ dal valore finale della mediana. I valori della deviazione così ottenuti sono stati interpolati per ottenere delle curve continue (in

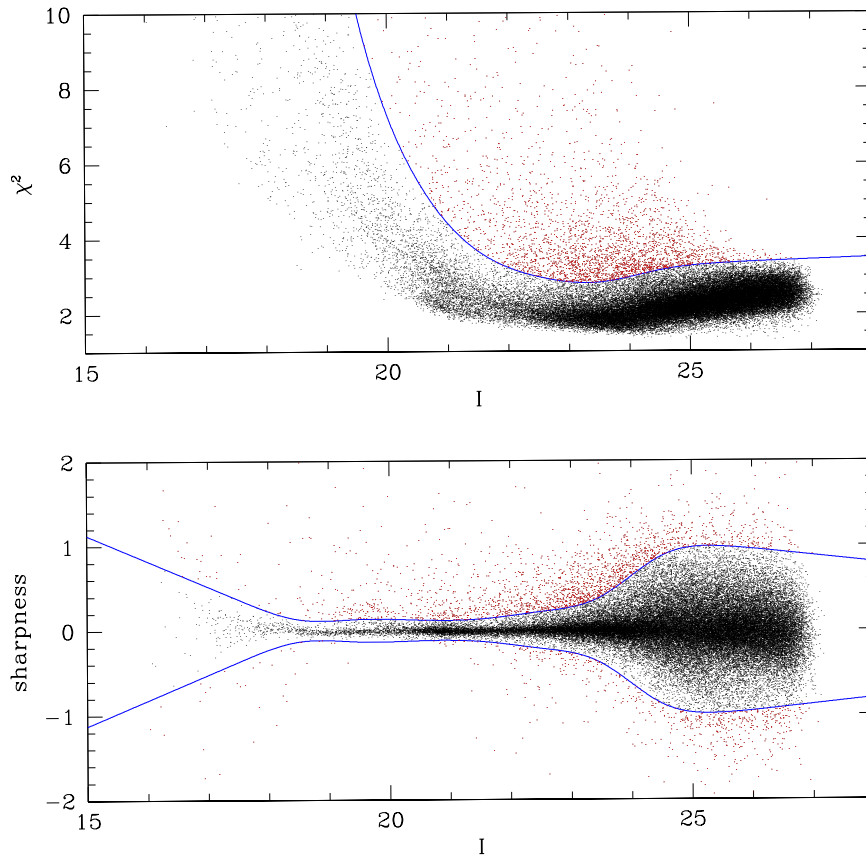


Figura 4.1: Andamento del valore di χ^2 e sharpness in funzione della magnitudine nel filtro I della camera ACS/WFC. In blu sono raffigurate le curve al di sotto o all'interno delle quali le stelle sono considerate di buona qualità fotometrica.

blu in Figura 4.1): queste linee separano i valori di χ^2 e sharpness ritenuti ottimali da quelli ritenuti troppo elevati, che dunque segnalano una non ottimale ricostruzione della distribuzione di luminosità per quella data sorgente. Pertanto, le stelle posizionate al di fuori delle curve blu tracciate nei piani (I, χ^2) e $(I, \text{sharpness})$ sono state contrassegnate come non adeguate per produrre il CMD per il calcolo della mappa di reddening.

4.2 Correzione per il reddening differenziale

4.2.1 Effetti dell'arrossamento

Come descritto nella Sezione 1.2.4, Liller 1 è posizionato nelle regioni centrali del Bulge della nostra galassia (coordinate galattiche $l = 354,85^\circ$ e $b = -0.16^\circ$), in una zona molto affetta da arrossamento a causa della presenza cospicua di polvere interstellare.

I grani di polvere, tramite assorbimento e scattering dei fotoni incidenti, provocano come risultato lo spostamento dei colori osservati verso il rosso (da qui il nome *reddening*) e l'indebolimento delle magnitudini. Nel caso di *reddening differenziale*, ossia della dipendenza dell'arrossamento dalla linea di vista, l'effetto generale è un allargamento

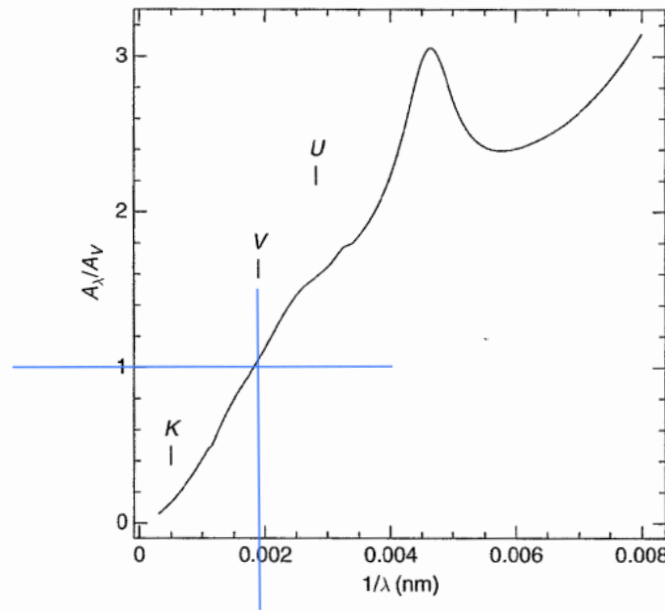


Figura 4.2: Rappresentazione della curva di estinzione della Via Lattea. La curva mostra, in funzione della lunghezza d'onda, il valore A_λ/A_V . In azzurro è segnato il valore di λ in corrispondenza del quale il rapporto A_λ/A_V è normalizzato a 1, per il sistema fotometrico Johnson.

delle sequenze evolutive del CMD, oltre che una falsa determinazione del colore della stella, rendendo ancora più ostica la definizione delle sue sequenze evolutive.

Nel momento in cui la luce di una stella attraversa il mezzo interstellare, a causa delle proprietà della polvere, la sua magnitudine viene modificata (*estinta*), secondo questa relazione:

$$mag(\lambda)_{oss} = mag(\lambda)_{int} + A_\lambda \quad (4.1)$$

dove con $mag(\lambda)_{oss}$ si indica la magnitudine osservata di una stella, con $mag(\lambda)_{int}$ la sua magnitudine intrinseca e con A_λ si indica il *parametro di estinzione*, il quale descrive l'entità con cui viene attenuata la magnitudine della stella osservata in una determinata lunghezza d'onda. Per convenzione, il parametro A_λ viene espresso in funzione del suo valore in corrispondenza del filtro V del sistema Johnson come A_λ/A_V .

Il valore del rapporto A_λ/A_V in funzione della lunghezza d'onda è chiamato legge di estinzione: come si evince dalla Figura 4.2, l'attenuazione dipende fortemente dalla lunghezza d'onda e risulta tanto più importante quanto più sono piccole le lunghezze d'onda (Cardelli et al. 1989). In linea generale, è possibile determinare il rapporto A_λ/A_V per ogni sistema fotometrico.

Solitamente, l'estinzione viene parametrizzata tramite la definizione dell'*eccesso di colore*, indicato con $E(B-V)$. L'eccesso di colore è calcolato come la differenza fra il colore osservato e quello intrinseco di una data stella convenzionalmente in corrispondenza dei filtri B e V. Per la nostra galassia, il valore di A_V è pari a $A_V = 3.12E(B-V)$. Il coefficiente numerico 3.12 è chiamato R_V .

Per stimare il valore dell'eccesso di colore in direzione di un dato sistema stellare è necessario definire il *vettore di reddening*. Dato un diagramma colore-colore o un CMD costruito con una data combinazione di filtri, il vettore di reddening definisce

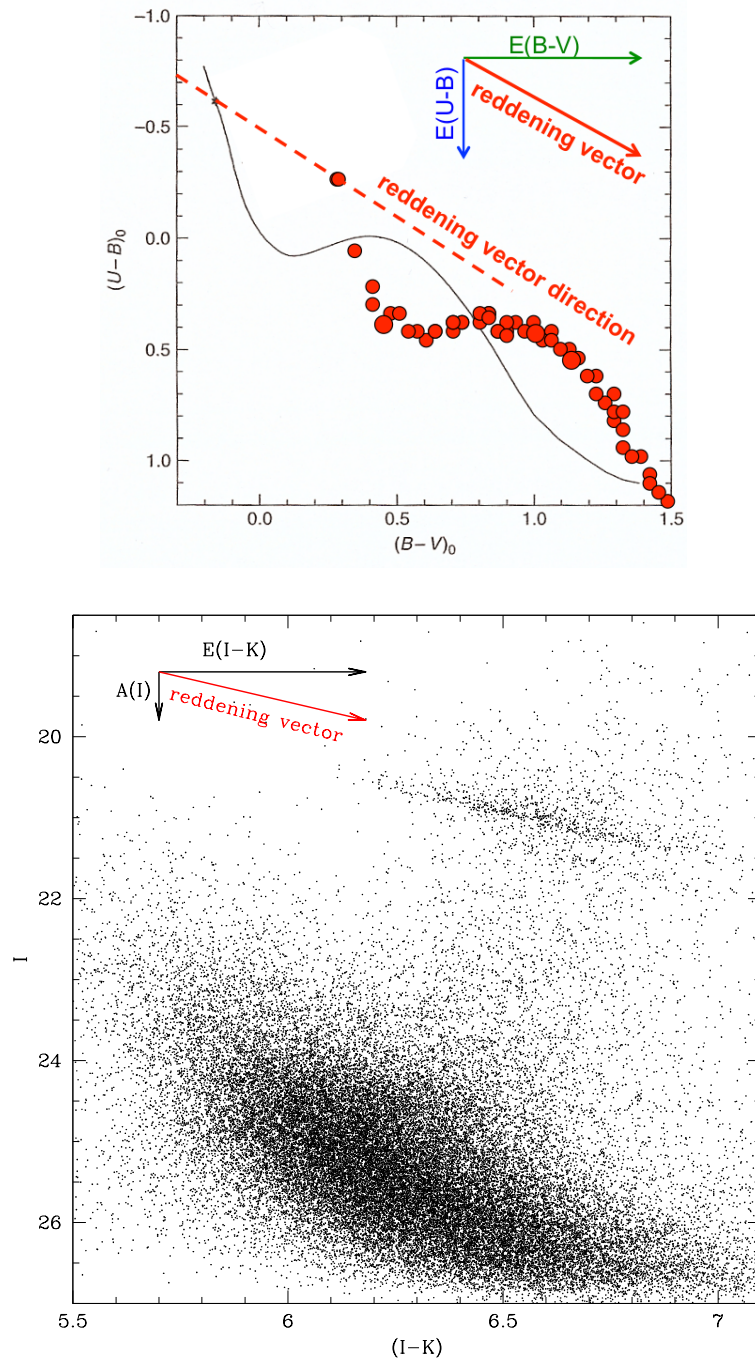


Figura 4.3: *Sopra:* Effetto del reddening in un diagramma colore-colore. Il vettore di reddening (indicato in rosso) è determinato dalla combinazione dell'estinzione nei colori indicati sugli assi (in verde e in blu). Una volta stabiliti i filtri per la costruzione del diagramma, l'inclinazione del vettore di reddening rimane costante. Inoltre si può osservare l'effetto provocato dall'arrossamento su una data sequenza osservata. La stima del valore $E(B-V)$ si ottiene muovendo la sequenza osservata (cerchi rossi) lungo la direzione del vettore di reddening fino al match con la sequenza teorica (linea nera continua) e leggendo l'entità dello spostamento lungo l'asse x. *Sotto:* Effetto del reddening differenziale in un CMD. Il reddening differenziale sposta le stelle lungo il vettore di reddening (indicato in rosso) di una quantità variabile all'interno del campo di vista, provocando un allargamento delle sequenze evolutive. In questo piano osservativo, le componenti del vettore di reddening sono date da $E(I-K) = (R_I - R_K)E(B-V)$ e $A(I) = R_I E(B-V)$.

in quel piano la direzione lungo la quale le magnitudini e i colori delle stelle saranno spostate a causa dell'effetto dell'estinzione (vedi Figura 4.3). Di conseguenza, la stima dell'eccesso di colore può essere quantificata attraverso l'entità dello spostamento, lungo il vettore di reddening, necessario per far combaciare una data sequenza evolutiva con la corrispondente sequenza teorica.

Essendo legato alla presenza di nubi di polvere in direzione del sistema stellare, il valore dell'estinzione può variare all'interno del campo di vista. Pertanto, è fondamentale ricavare una mappa di reddening con la più alta risoluzione spaziale possibile (tipicamente alcuni secondi d'arco) in modo da poter determinare, e quindi correggere localmente, il valore dell'arrossamento.

4.2.2 Determinazione dell'eccesso di colore

Il metodo utilizzato in questo lavoro stima il valore di reddening in base alla misura dello spostamento necessario affinché una sequenza di riferimento, che viene opportunamente arrossata, riproduca la posizione di una sequenza osservata (o una distribuzione di punti nel CMD). Il valore del reddening sarà quello che minimizza i residui tra le due sequenze.

Come sequenza di riferimento, normalmente, è utilizzata la linea media (*mean ridge line*, MRL) che riproduce la distribuzione osservata delle stelle nel CMD. In questo caso, le sequenze evolutive risultavano troppo allargate per la definizione accurata di una MRL: è stato quindi deciso di attuare una procedura preliminare, nella quale, come linea di riferimento, è stata utilizzata un'isocrona (Dotter et al. 2008) con adeguati parametri derivanti dalla letteratura (Saracino et al. 2015). Il diagramma risultante da questa correzione preliminare è stato poi utilizzato per determinare la MRL, la quale ha infine permesso la stima conclusiva dei valori di $E(B-V)$. Nello specifico, l'isocrona utilizzata aveva età pari a 12 Gyr, metallicità $[Fe/H] = -0.3$, eccesso di colore $E(B-V) = 3.65$ e modulo di distanza $(m-M)_o = 14.5$.

Per definire il vettore di reddening, è necessario specificare i coefficienti di estinzione A_λ , che dipendono dalla lunghezza d'onda e dalla forma della curva di estinzione. Come già citato, un parametro che viene utilizzato per descrivere questa curva è definito come $R_\lambda = A_\lambda / E(B-V)$ (Sez. 4.2.1). Per il calcolo di questi coefficienti, sono state utilizzate le relazioni derivanti da Casagrande e VandenBerg (2014), le quali tengono conto anche della temperatura effettiva e della metallicità di ogni singola stella:

$$R_\lambda = a_0 + T_4(a_1 + a_2 T_4) + a_3[Fe/H] \quad (4.2)$$

dove T_4 indica la temperatura in unità di 10^4 , mentre i coefficienti per i filtri utilizzati in questo lavoro sono riassunti in tabella 4.1.

In letteratura, sono stati implementati principalmente due approcci per correggere il CMD osservato per le variazioni spaziali del valore di reddening. È possibile definire un metodo "cella per cella" (Heitsch e Richtler 1999; McWilliam e Zoccali 2010; Massari et al. 2012; Bonatto et al. 2013), che richiede la suddivisione del FoV di osservazione in celle regolari. Questo procedimento si basa sullo spostamento necessario per riportare la sequenza evolutiva della cella in esame (tipicamente la MS) su quella della cella più blu: tale spostamento fornisce il valore del reddening in ciascuna delle celle.

Il secondo metodo invece può essere chiamato "stella per stella" (Milone et al. 2012; Bellini et al. 2013; Saracino et al. 2019; Pallanca et al. 2019). In questo lavoro di tesi è stato utilizzato lo stesso approccio descritto in Pallanca et al. (2019): il valore dell'eccesso

Filtro	a_0	a_1	a_2	a_3
J	0.9095	-0.0526	0.0583	—
K	0.3667	-0.0026	0.0021	—
F606W	2.5200	0.8308	-0.4074	-0.0018
F814W	1.7763	0.2522	-0.1227	—

Tabella 4.1: Valori dei coefficienti da considerare nel calcolo di R_λ secondo l’equazione (4.2). I valori riportati si riferiscono ai filtri della survey 2MASS, sistema su cui è calibrato GeMS, e della camera ACS/WFC (Casagrande e VandenBerg 2014).

di colore viene calcolato per ogni stella del catalogo basandosi sulle sorgenti spazialmente vicine. Per massimizzare la risoluzione della mappa di reddening è necessario utilizzare quante più stelle possibili: quindi, come riferimento, sono state selezionate le stelle appartenenti al Red Giant Branch (RGB), Horizontal Branch (HB), Sub-Giant Branch (SGB) e Main Sequence (MS).

Per derivare la mappa di reddening in direzione di Liller 1 è stato utilizzato il piano $(I, I - K)$ ottenuto dalla combinazione delle esposizioni con maggiore efficienza del data-set a disposizione (si faccia riferimento alla Sezione 3.2.5). Di fatto, il CMD nel piano $(I, I - K)$ è quello che mostra la migliore definizione delle sequenze evolutive, la maggiore profondità in termini di magnitudine (raggiungendo almeno 2 magnitudini al di sotto del TO) e il maggior numero di stelle identificate nei due filtri. Come descritto nella Sezione 4.1, per la determinazione della mappa sono state considerate solamente stelle con valori ottimali di χ^2 e sharpness.

Il procedimento è stato impostato come segue: per ogni stella del catalogo, sono state considerate le N_* sorgenti spazialmente più vicine entro un raggio di tolleranza che potesse assumere al massimo il valore limite R_{lim} . I parametri adottati per ottimizzare la procedura sono rispettivamente $N_* = 30$ e $R_{lim} = 5''$. Nelle regioni ad alta densità, verso le zone centrali dell’ammasso, tipicamente sono state incluse 30 stelle entro un raggio pari a $3''$. Nelle zone esterne a più bassa densità, invece, è possibile non raggiungere il numero ottimale di 30 stelle e in tal caso viene considerato il numero di sorgenti identificato entro $R_{lim} = 5''$ dalla stella in esame.

La distribuzione di queste sorgenti (cioè le stelle selezionate con i parametri sopra descritti) nel CMD viene utilizzata per determinare l’arrossamento della stella in esame, definendo come valore di $E(B-V)$ quello che minimizza la dispersione in colore tra la sequenza di riferimento (MRL) e i punti osservati. Operativamente, la MRL viene spostata lungo la direzione del vettore di reddening con step predeterminati di $E(B-V)$ (dell’ordine di 0.01 mag) e, per ciascuna posizione, viene calcolato il residuo dell’indice di colore IK come la somma delle differenze fra il colore osservato $(I - K)_{oss}$ di ognuna delle stelle selezionate e il colore della MRL $(I - K)_{MRL}$ in corrispondenza della stessa magnitudine, secondo la seguente equazione:

$$\Delta IK = \sum_{j=1}^{N_*} |(I - K)_{oss,j} - (I - K)_{MRL,j}| \quad (4.3)$$

Il valore di reddening che verrà associato alla stella in esame è quello che fornisce il valore più basso di ΔIK . Una procedura di σ -rejection è stata implementata nel calcolo dei residui per escludere le sorgenti spurie che deviassero significativamente dalla MRL.

Come già accennato, la prima iterazione della procedura è stata implementata usando un’isocrona come sequenza di riferimento. Questo ha fornito un primo CMD

parzialmente corretto, nel quale le sequenze evolutive risultavano meglio definite e hanno permesso di determinare la MRL dell'ammasso. Questa è stata ottenuta dividendo il CMD in bin di magnitudine variabili da 0.2 a 0.5 mag, per campionare nel modo migliore possibile l'andamento delle sequenze del diagramma. Per ogni intervallo è stato calcolato il valor medio dell'indice di colore a seguito di una 3σ -rejection, e l'interpolazione dei valori ottenuti in ciascun bin ha fornito la MRL.

Tramite questa procedura, si è ottenuto il valore di $E(B-V)$ per ogni stella in comune tra il FoV di HST e quello di GeMS, ottenendo una mappa di reddening differenziale con risoluzione minore del raggio limite impostato inizialmente, ovvero $< 5''$, la quale è mostrata in Figura 4.4. Dalla visione della mappa, si può notare come vi sia una zona maggiormente arrossata in direzione est rispetto al centro dell'ammasso. Questo risultato è in accordo con quello trovato in Saracino et al. (2015). In particolare, mentre nella regione a circa $20''$ est dal centro dell'ammasso si raggiungono valori di $E(B-V) = 3.95$, a $20''$ ovest, sempre rispetto al centro del sistema, il valore del reddening si abbassa a $E(B-V) = 3.2$. In generale, nel FoV campionato, si osserva una variazione di circa $\Delta E(B-V) = 1$ mag.

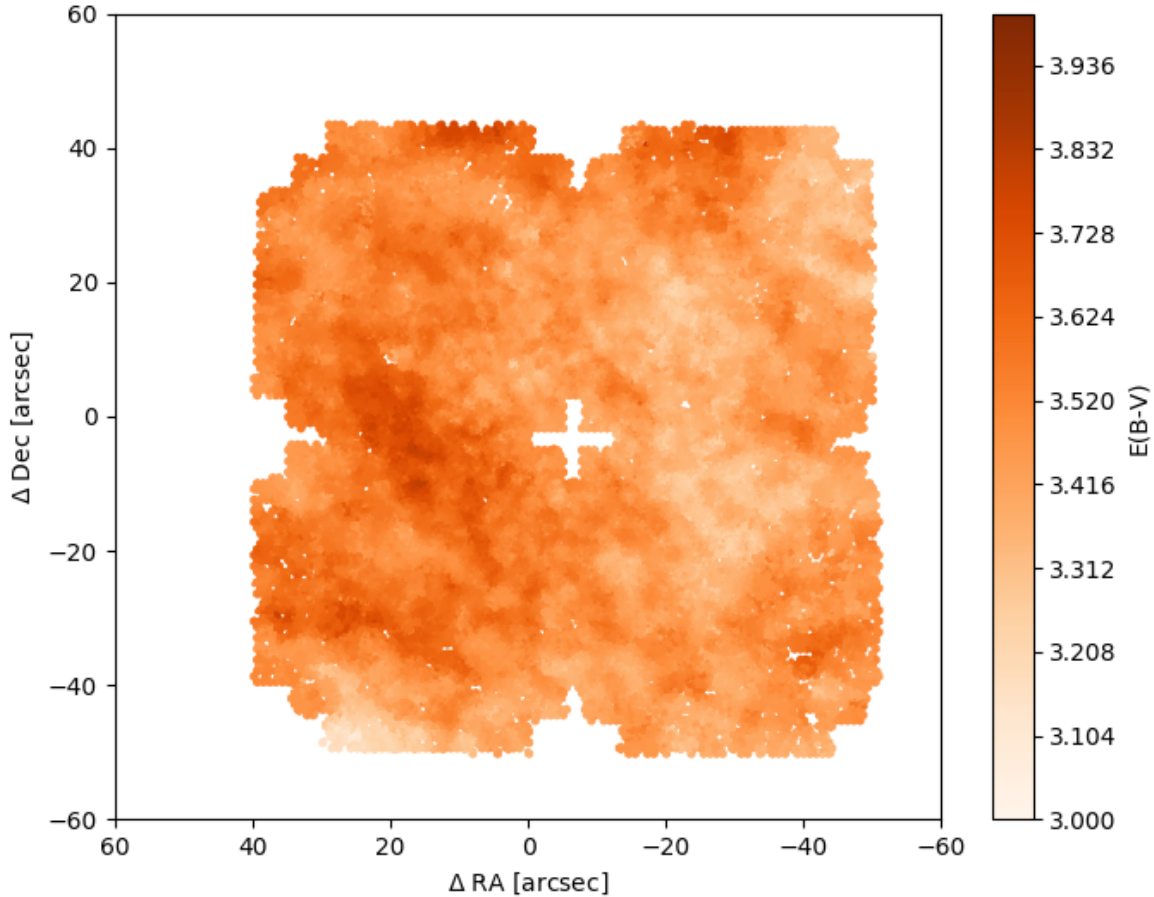


Figura 4.4: Mappa di reddening differenziale di Liller 1. Le coordinate del centro dell'ammasso sono state assunte uguali al lavoro di Saracino et al. (2015).

4.2.3 Presentazione dei CMD corretti

La mappa di reddening così ottenuta è stata utilizzata per correggere l'effetto dell'estinzione nei CMD costruiti nei vari piani. Nelle Figure 4.5, 4.6 e 4.7 sono riportati rispettivamente i confronti tra i CMD nei piani $(V, V - I)$, $(K, J - K)$ e $(I, I - K)$. La magnitudine calibrata di ogni stella è stata dearrossata secondo la formula

$$mag_{\lambda,corr} = mag_{\lambda,cal} - A_{\lambda} \quad (4.4)$$

dove A_{λ} è definito con

$$A_{\lambda} = R_{\lambda} E(B - V) \quad (4.5)$$

Si ricorda che i coefficienti R_{λ} per ogni stella sono stati calcolati tramite la relazione 4.2.

Nel caso del piano $(V, V - I)$, mostrato in Figura 4.5, si può osservare come la procedura di correzione, nell'intervallo di colore $0.8 < (V - I)_0 < 1.2$, sia riuscita a separare due componenti della popolazione di ammasso che, nel caso non corretto, risultavano totalmente indistinguibili. Tuttavia, a causa della forte estinzione in direzione di Liller 1, questo CMD è fortemente limitato dalla magnitudine in banda V, non permettendo il campionamento della sequenza principale.

La Figura 4.6 mostra la stessa procedura applicata al piano infrarosso $(K, J - K)$. Anche in questo caso, si può osservare come la correzione per reddening migliori la definizione delle sequenze. Nonostante ciò, il diagramma appare ben definito all'incirca fino alla regione del MS-TO, a causa della limitatezza delle esposizioni nel filtro J.

Entrambi i piani citati sopra, ovvero puro ottico e puro infrarosso, soffrono di limitazioni dovute alle osservazioni in una banda (V e J rispettivamente). È risultato chiaro, quindi, che il diagramma "ibrido" $(I, I - K)$ rappresenti quello ideale per lo studio delle popolazioni stellari in Liller 1. Infatti, il CMD risultante sul piano $(I, I - K)$, mostrato in Figura 4.7, consente di apprezzare come la correzione per reddening differenziale permetta di definire tutte le sequenze evolutive con un eccellente campionamento del MS-TO e della sequenza principale. Questo avviene perché, come già accennato, il piano $(I, I - K)$ combina i cataloghi ottenuti con i filtri di maggior efficienza nei due telescopi (il filtro I per HST e il filtro K per GeMS). Pertanto, abbiamo scelto di condurre l'indagine scientifica sulle proprietà delle popolazioni stellari in Liller 1 nei piani osservativi $(I, I - K)$ e $(K, I - K)$, in modo tale da ottimizzare la qualità del CMD.

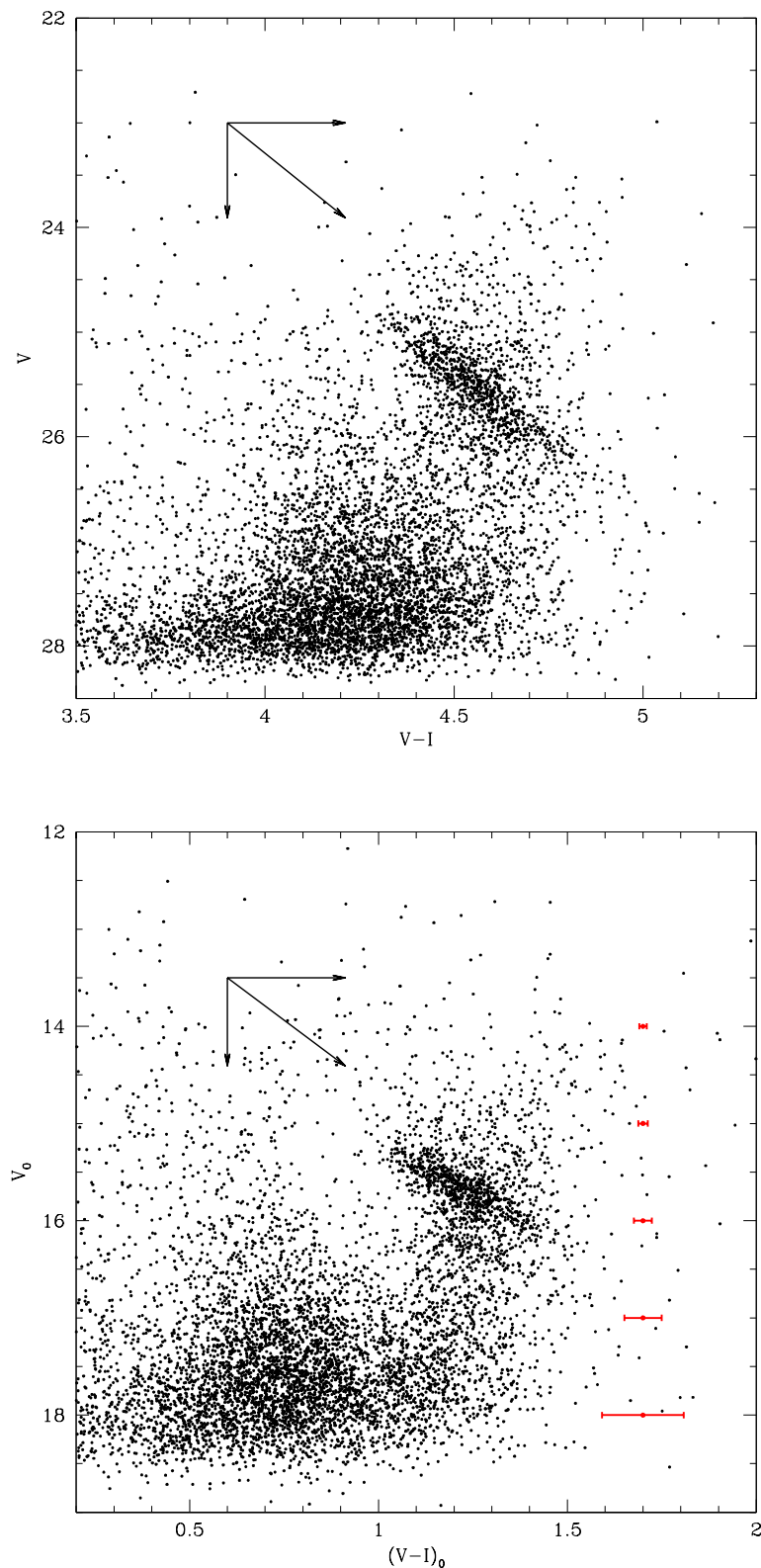


Figura 4.5: Diagramma colore magnitudine nei filtri V e I precedente (pannello superiore) e successivo alla procedura di correzione per reddening differenziale (pannello inferiore). In figura è mostrata anche la direzione del vettore di reddening per questo piano. La lunghezza del vettore di reddening corrisponde a $E(B - V) = 3.152$. Sulla destra del pannello, sono mostrati gli errori fotometrici per ogni bin di V_0 .

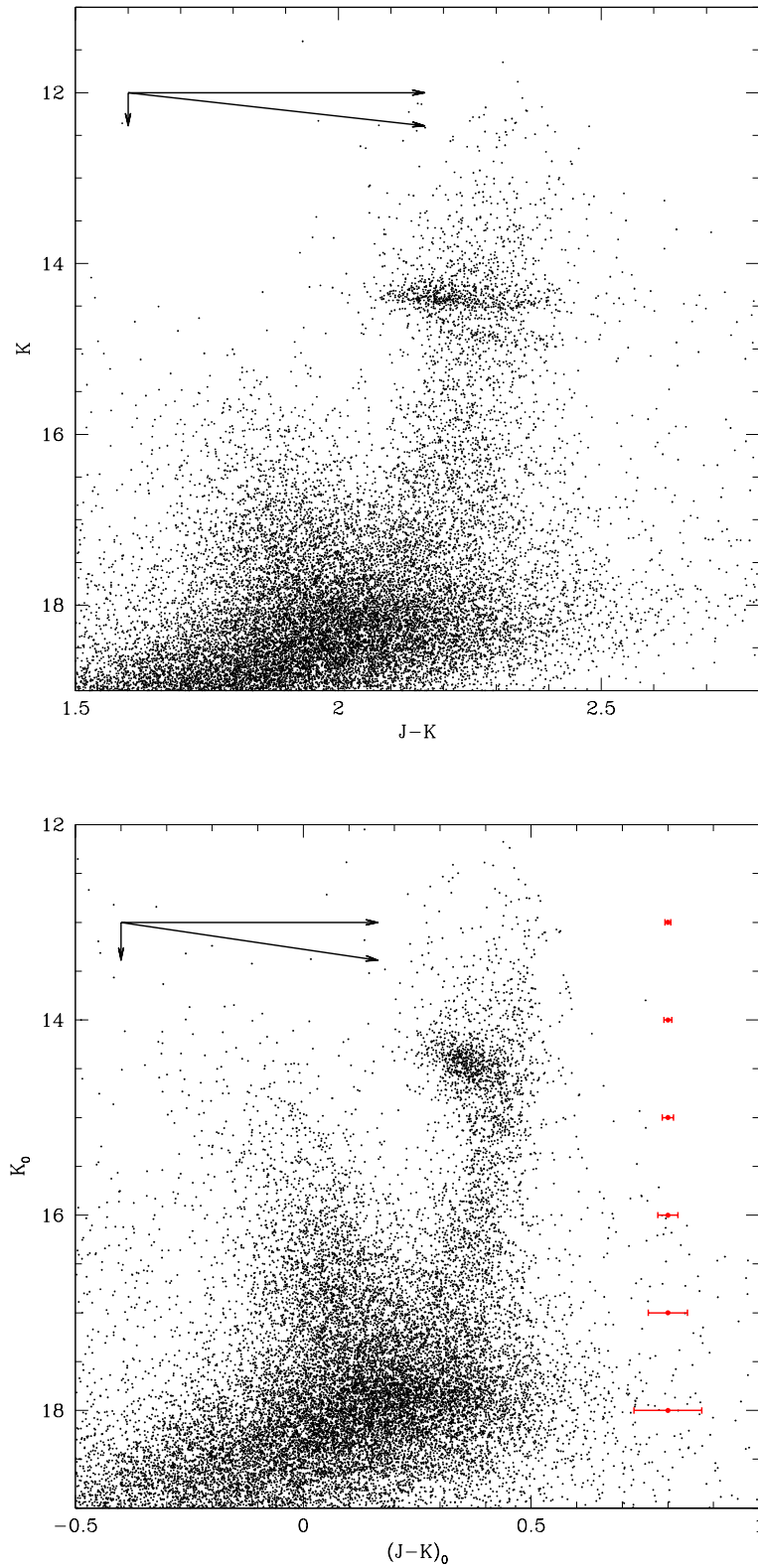


Figura 4.6: Diagramma colore magnitudine nei filtri J e K precedente (pannello superiore) e successivo alla procedura di correzione per reddening differenziale (pannello inferiore). In figura è mostrata anche la direzione del vettore di reddening per questo piano. La lunghezza del vettore di reddening corrisponde ad un $E(B - V) = 3.152$. Sulla destra del pannello, sono mostrati gli errori fotometrici per ogni bin di K_0 .

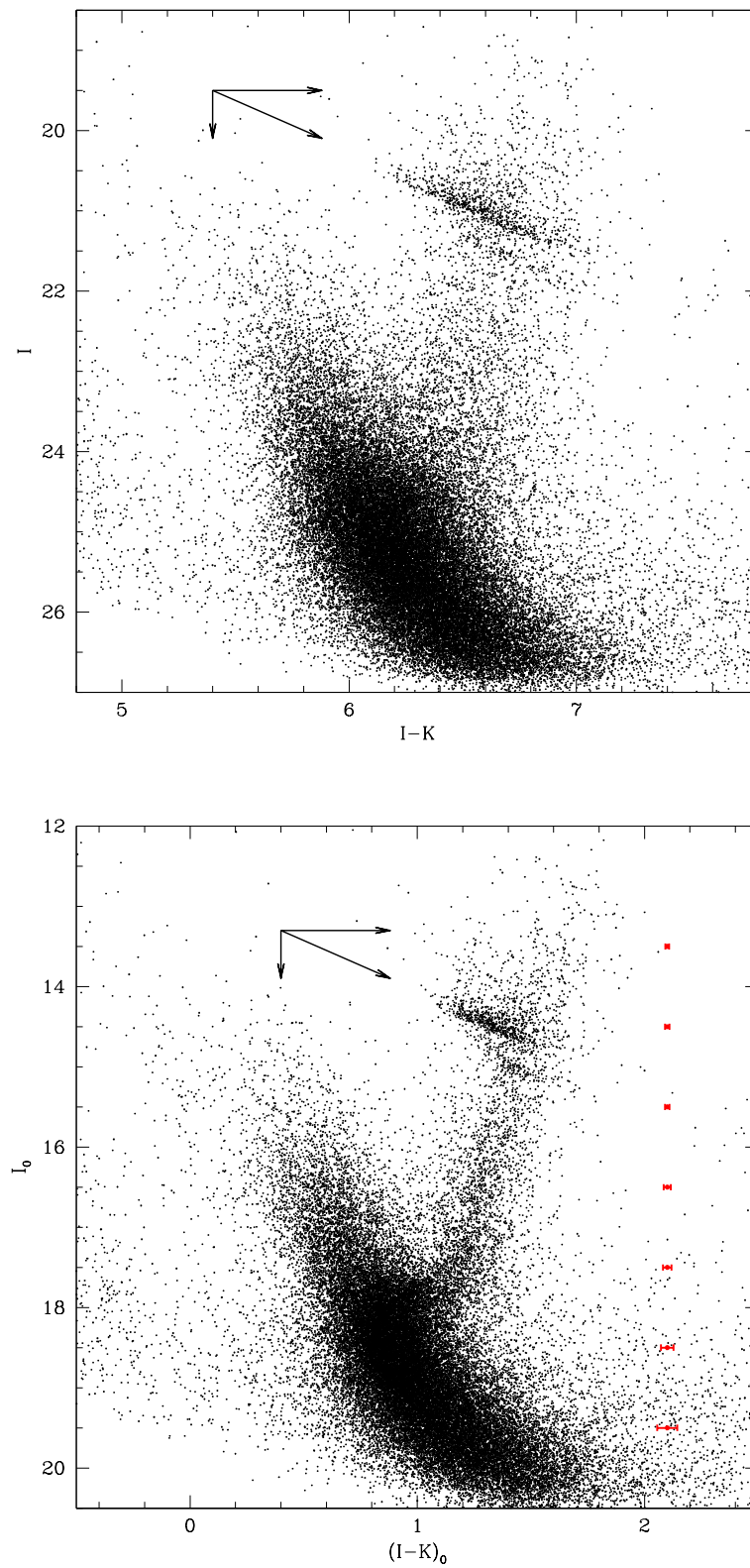


Figura 4.7: Diagramma colore magnitudine nei filtri I e K precedente (pannello superiore) e successivo alla procedura di correzione per reddening differenziale (pannello inferiore). In figura è mostrata anche la direzione del vettore di reddening per questo piano. La lunghezza del vettore di reddening corrisponde a $E(B - V) = 3.152$. Sulla destra del pannello, sono mostrati gli errori fotometrici per ogni bin di I_0 .

Capitolo 5

Analisi delle popolazioni stellari in Liller 1

5.1 Caratteristiche del CMD

La Figura 5.1 mostra il CMD dell'ammasso stellare Liller 1 a seguito della correzione per reddening differenziale, comprendente tutte le stelle identificate nel campo di vista. Dalla sua analisi, è possibile evidenziare le principali componenti e sequenze evolutive che lo caratterizzano:

- Nella regione blu del diagramma ($(I - K)_0 \sim -0.1$) si distingue una sequenza verticale che si estende per circa 9 magnitudini ($11 \leq I_0 \leq 20$). Tale sequenza appare ben distinta e probabilmente riconducibile alla componente di MS del campo galattico: questa popolazione è caratterizzata dalla presenza di stelle giovani e di diversa massa, con temperature e luminosità crescenti al crescere della massa.
- Nell'altro estremo del diagramma ($(I - K)_0 \sim 1.5$), è osservabile una componente stellare vecchia: si distingue in maniera definita il ramo sviluppato delle giganti, il quale si estende per circa 5 magnitudini ($12 \leq I_0 \leq 17.5$). La regione più luminosa di questa sequenza non è campionata a causa della saturazione delle immagini.
- Alla magnitudine $I_0 \sim 14.5$ è distinguibile il Red Clump. In questa fase evolutiva avviene la combustione dell'elio nel core della stella e per popolazioni di alta metallicità la tipica morfologia consiste in un agglomerato di stelle.
- L'RGB della popolazione di ammasso confluisce nella sequenza principale all'altezza del MS-TO, osservabile a $I_0 \sim 18$. La MS dell'ammasso risulta ben visibile alle magnitudini $I_0 \geq 18.5$ e colori $(I - K)_0 > 0.8$.
- L'aspetto più sorprendente che emerge dall'analisi del CMD è la presenza di una *blue plume* di stelle (da qui in avanti BP) che sembra prolungare la MS della popolazione vecchia dell'ammasso, localizzata a $I_0 < 17$ e $(I - K)_0 = 0.7$. Questa piuma si estende per circa 4 magnitudini, fino a $I_0 \sim 14$. Tale popolazione, che è inaspettata per un ammasso di età avanzata, risulta numerosa (si contano circa $N_* \sim 4300$ stelle nel ramo) e mostra apparentemente una morfologia riconducibile ad una popolazione stellare giovane.

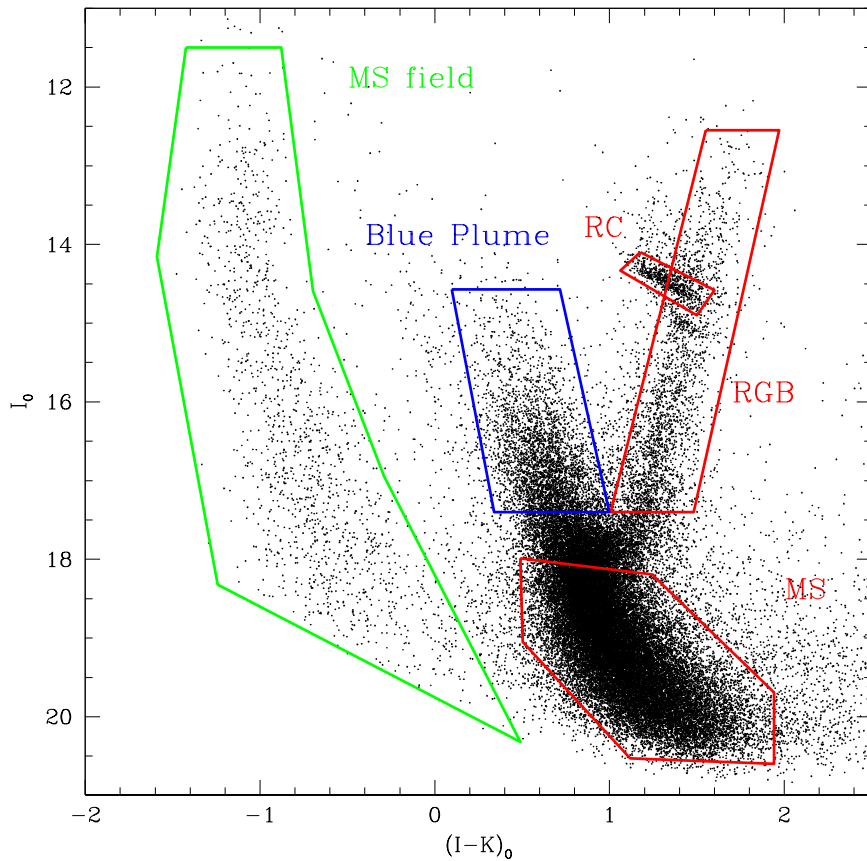


Figura 5.1: Diagramma colore-magnitudine nel piano $(I, I - K)$ a seguito della correzione per gli effetti di reddening differenziale. Sul diagramma è evidenziata la suddivisione nelle principali fasi evolutive dell’ammasso e le principali popolazioni riconosciute.

5.2 Distribuzioni delle popolazioni stellari

Lo studio delle distribuzioni spaziali delle popolazioni identificate può contribuire a chiarire la loro origine. Infatti possiamo sicuramente aspettarci che una popolazione di campo presenti una distribuzione spaziale completamente differente da una popolazione di ammasso, poiché priva di segregazione spaziale rispetto al centro del sistema e distribuita in maniera omogenea all’interno del campo di vista.

Come primo passo, si sono confrontate le due popolazioni che presentano i colori estremi: la sequenza verticale posta all’estremo blu del CMD, che potrebbe indicare la componente di disco della Galassia, e la sequenza rossa, la quale rappresenterebbe la popolazione principale di Liller 1. Perché il confronto tra due popolazioni stellari sia significativo, occorre che i campioni non siano alterati in modo differenziale da eventuali bias. Un problema che bisogna tenere presente in questo contesto è il livello di completezza dei campioni: per garantire che sia confrontabile, abbiamo selezionato le due popolazioni allo stesso livello di magnitudine, pari a $I_0 \leq 17.4^1$ (Figura 5.2). Il taglio allo stesso livello di magnitudine garantisce, in prima approssimazione, che la

¹Alcuni esperimenti di completezza preliminari effettuati sui campioni hanno mostrato che a questo livello di magnitudine la completezza è superiore al 90%. Questo garantisce che la selezione non abbia introdotto effetti differenziali che possano alterare il risultato.

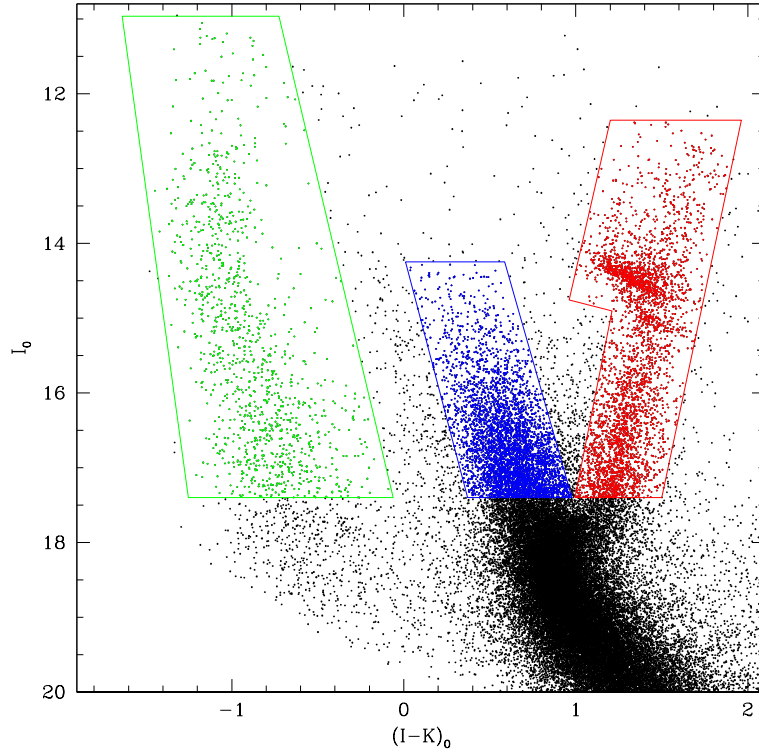


Figura 5.2: CMD $(I, I - K)_0$ nel quale sono evidenziate le box di selezione per la popolazione di campo galattico (in verde), per la componente vecchia (in rosso) e giovane (in blu) di ammasso. Il limite inferiore del taglio in magnitudine è posto pari a $I_0=17.4$.

selezione non abbia introdotto effetti differenziali che possano alterare il risultato. In Figura 5.3 riportiamo le distribuzioni spaziali nel piano del cielo delle due popolazioni rispetto al centro dell'ammasso ($RA_0 = 263.3523508^\circ$ e $Dec_0 = -33.38955647^\circ$, come adottato in Saracino et al. 2015).

Dall'analisi delle mappe, riportate in Figura 5.3, le due distribuzioni spaziali risultano completamente differenti: la popolazione della sequenza verticale appare distribuita in maniera omogenea su tutto il campo di vista, mentre la popolazione vecchia di fatto traccia la struttura dell'ammasso, con un alto livello di addensamento nelle sue regioni centrali (in particolare entro i primi $20''$) e una densità stellare in diminuzione spostandosi verso le regioni esterne.

Per visualizzare meglio questo andamento e quantificare in maniera statistica la differenza nella distribuzione spaziale, abbiamo costruito le distribuzioni radiali normalizzate dei due campioni. La Figura 5.4 mostra queste due distribuzioni in funzione della distanza dal centro dell'ammasso, espressa in arcosecondi, confermando l'impressione ottenuta dall'analisi della Figura 5.3. Si vede chiaramente come le due distribuzioni siano completamente differenti: la popolazione rossa traccia una distribuzione enormemente più segregata verso il centro dell'ammasso rispetto alla popolazione "verticale", in verde nella figura. Circa il 60% della popolazione rossa è segregata entro i primi $20''$ dal centro dell'ammasso, mentre meno del 10% della popolazione verde è contenuta nella stessa regione. Per quantificare il livello di diversità delle due popolazioni, è stato applicato il test di Kolmogorov-Smirnov alle due distribuzioni: la probabilità risultante che le due distribuzioni siano state estratte dalla stessa distribuzione è pari a zero.

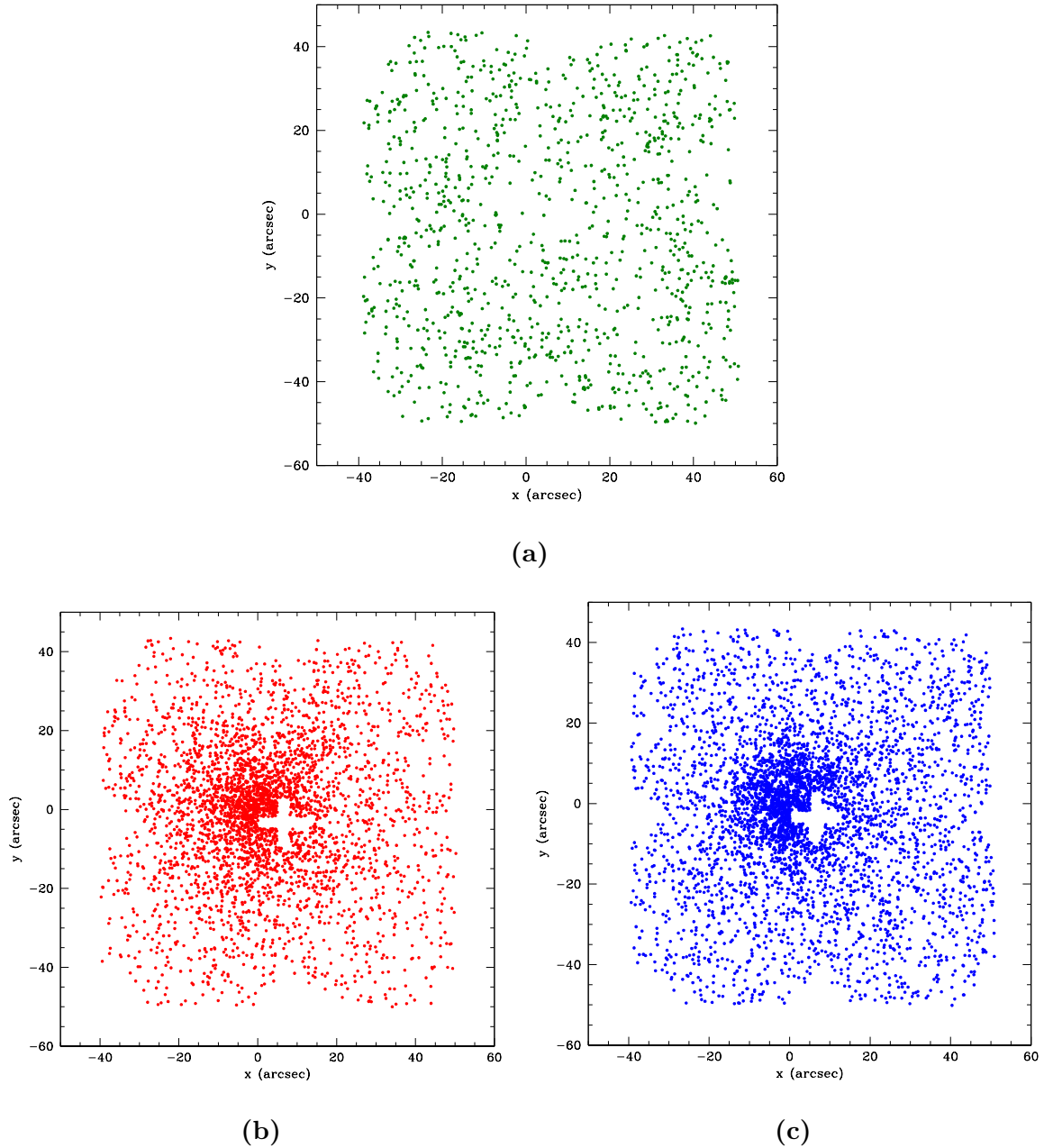


Figura 5.3: Distribuzione spaziale sul piano del cielo delle stelle selezionate in Figura 5.2. Sono mostrate in verde le stelle di campo **(a)**, in rosso le stelle della popolazione vecchia di ammasso **(b)** e in blu le stelle della popolazione giovane di ammasso **(c)**. Le coordinate sono riferite al centro di Liller 1 adottato in Saracino et al. (2015).

A questo punto, abbiamo ripetuto la stessa indagine per la componente anomala evidenziata dall'analisi del CMD, ovvero la BP. Anche questa componente è stata selezionata adottando un taglio in magnitudine consistente con le precedenti, in modo da ottenere campioni omogenei (si faccia riferimento alla Figura 5.2). È da sottolineare che la magnitudine limite adottata permette una chiara distinzione tra la popolazione della BP e la popolazione vecchia, mentre al di sotto le due diventano di fatto indistinguibili. La visualizzazione della mappa sul piano del cielo delle stelle misurate nei due campioni mostra un andamento estremamente simile (Figura 5.3): anche nel caso della popolazione della BP, la distribuzione spaziale risulta conforme a quella che traccia la struttura

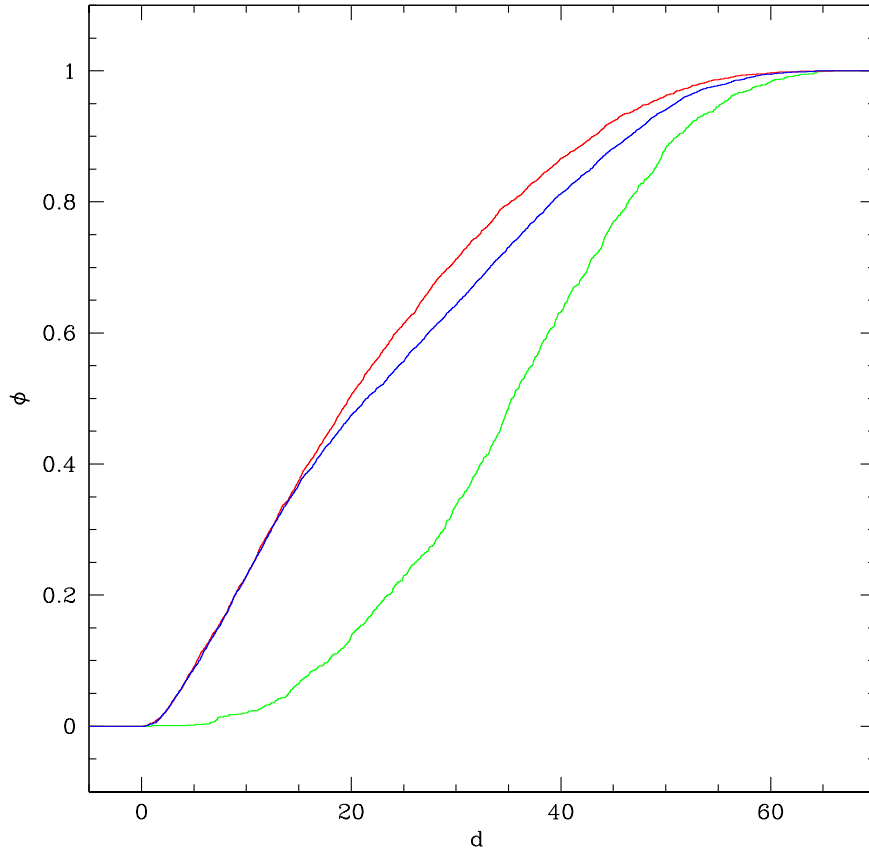


Figura 5.4: Distribuzioni radiali cumulative per le popolazioni come selezionate in Figura 5.2: in rosso è mostrata la distribuzione per la popolazione vecchia di ammasso, in blu la popolazione giovane, infine in verde la distribuzione per le stelle di campo. La distanza è espressa in arcosecondi rispetto al centro dell’ammasso.

dell’ammasso, con una significativa segregazione radiale entro i primi $20''$ dal centro. A prima vista, comunque la componente della BP risulta sicuramente più simile alla popolazione stellare vecchia di ammasso piuttosto che a quella tracciata dal campo della Galassia (si rimanda al confronto in Figura 5.3).

L’analisi delle distribuzioni radiali cumulative, riportate in Figura 5.4, conferma questa prima impressione: la popolazione della BP risulta differente da quella di campo ad un altissimo livello di confidenza (di nuovo, la probabilità che le due distribuzioni siano state estratte da una distribuzione parente è nulla). D’altra parte, la popolazione della BP è praticamente indistinguibile da quella della popolazione vecchia di ammasso entro i primi $15'' - 20''$, mentre per raggi maggiori si mostra leggermente meno segregata della popolazione vecchia, sebbene sempre molto lontana dai livelli attesi per una popolazione di campo. Questo aspetto dovrà essere investigato in maniera più approfondita.

Considerando i 15 arcosecondi più interni, che corrispondono a circa 3 raggi di core ($r_c \simeq 5''$; Saracino et al. 2015), le due popolazioni risultano assolutamente indistinguibili. Infatti, il K-S test suggerisce una probabilità del 50 % che le due distribuzioni siano state estratte dalla stessa distribuzione. Pertanto, da questi test emerge una forte indicazione che la popolazione della BP sia effettivamente una popolazione di ammasso, con una distribuzione del tutto indistinguibile dalla popolazione stellare vecchia (da

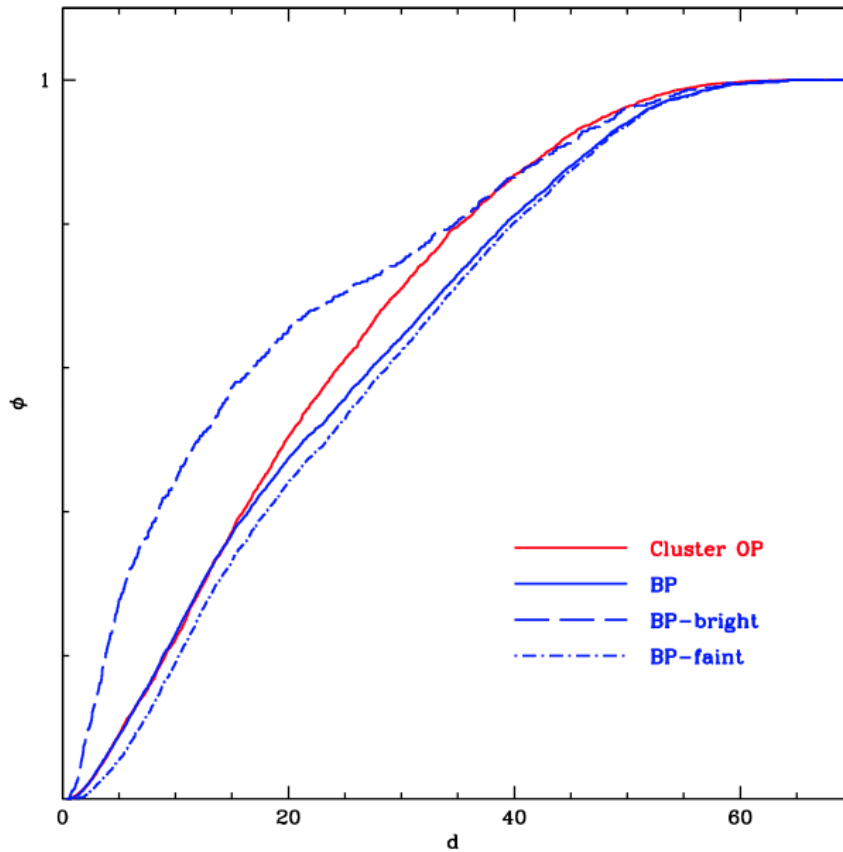


Figura 5.5: Distribuzione radiale cumulativa delle stelle appartenenti alla cluster-OP (linea rossa continua), BP-faint (linea blu puntinata) e BP-bright (linea tratteggiata). Per confronto, è mostrato l'andamento della popolazione di BP complessiva. La distanza è espressa in arcosecondi rispetto al centro dell'ammasso.

qui in poi il nome *Cluster Old Population*, "Cluster-OP"). Nelle regioni più esterne dell'ammasso, ovvero per $r > 15'' - 20''$, è possibile che una crescente contaminazione da parte delle stelle di campo contribuisca ad alterare la distribuzione radiale di questa popolazione, rendendola progressivamente meno segregata della cluster-OP.

L'analisi più approfondita della distribuzione spaziale della popolazione lungo la BP può fornire ulteriori informazioni sulle sue caratteristiche. Suddividendo la BP in una componente luminosa, comprendente le magnitudini $I_0 < 16$ (da qui in poi BP-bright), e una componente debole, per magnitudini $16 < I_0 < 17.4$ (BP-faint), si osserva un'ulteriore e sorprendente caratteristica: la BP-bright risulta significativamente più segregata verso il centro sia rispetto alla BP-faint che rispetto alla cluster-OP. Le distribuzioni radiali cumulative, nelle quali è evidenziata questa caratteristica, sono mostrate in Figura 5.5. È interessante notare come oltre il 60% della popolazione BP-bright risulti concentrata entro $15''$ (≤ 3 raggi di core) dal centro dell'ammasso, mentre meno del 40% della BP-faint e della cluster-OP sono presenti nella stessa regione.

È da sottolineare che le immagini analizzate in questo lavoro di tesi sono in assoluto le prime immagini ottiche ad altissima risoluzione dell'ammasso stellare Liller 1 e anche le prime ottenute con il telescopio HST. L'acquisizione di altre immagini con simile risoluzione spaziale, su una base temporale di 5-6 anni, permetterà la misura accurata dei moti propri per questa popolazione stellare in modo da poter ottenere

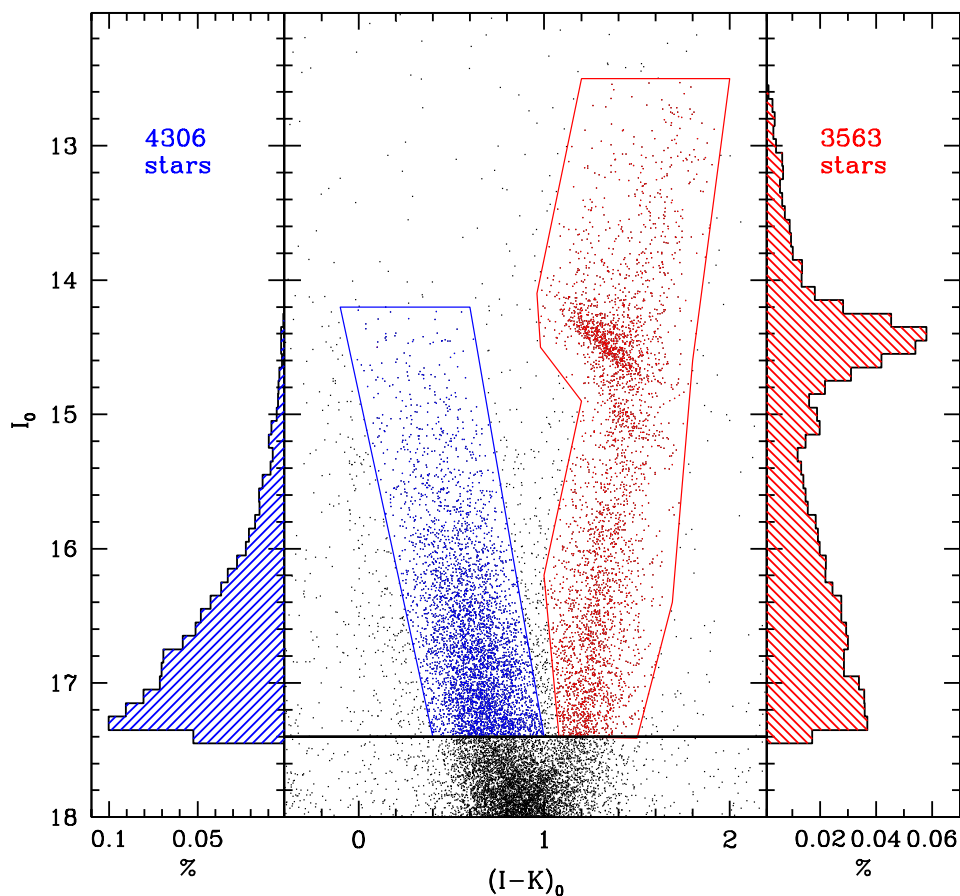


Figura 5.6: Funzione di luminosità della cluster-OP (pannello di destra) e della BP (pannello di sinistra) per le stelle selezionate nel CMD come mostrato nel pannello centrale.

indicazioni quantitative e puntuali del livello di contaminazione da parte delle stelle di campo. In ogni modo, i dati fin qui disponibili dimostrano come questa popolazione sia costituita largamente da stelle che seguono la distribuzione radiale dell'ammasso e dunque possiamo considerarla a tutti gli effetti appartenente al sistema stellare Liller 1.

La Figura 5.6 mostra le funzioni di luminosità delle due popolazioni (in rosso la cluster-OP e in blu la BP) con le selezioni adottate nel CMD come mostrato nel pannello centrale: nell'area campionata e considerando lo stesso livello di magnitudine, la popolazione nella BP risulta più numerosa della cluster-OP. Nella selezione adottata, la BP conta oltre 4300 stelle, mentre, per confronto, la cluster-OP conta poco meno di 3600 stelle. Questo fatto indica che tale componente costituisce una frazione rilevante della massa del sistema stellare. Le funzioni di luminosità riportate rappresenteranno un importante vincolo per una stima accurata della massa delle due componenti attraverso l'uso di CMD sintetici.

5.3 L'età delle popolazioni stellari in Liller 1

L'analisi delle età delle popolazioni stellari identificate nell'ammasso stellare Liller 1 è stata effettuata per mezzo del set di isocrone PARSEC (Bressan et al. 2012).

Questa libreria è accessibile tramite un sito web², la cui interfaccia permette la creazione di isocrone per popolazioni stellari di varie metallicità, età e piani osservativi, grazie alla grande varietà di filtri disponibili, che comprendono tutti quelli adottati dai sistemi fotometrici utilizzati da gran parte dei telescopi da terra e dallo spazio. Il contenuto di elio per ciascuna isocrona è scalato in funzione del contenuto dei metalli seguendo la relazione $Y = 0.2485 + 1.78 Z$, con metallicità solare assunta pari a $Z_{\odot} = 0.0152$. È stata dedicata particolare attenzione alla scelta del sistema fotometrico utilizzato nel calcolo dell'isocrona, per riprodurre correttamente la combinazione di filtri adottata per la costruzione del CMD in cui abbiamo scelto di fare l'analisi di Liller 1: questo non è un piano canonico in quanto combina le magnitudini K (calibrate nel sistema fotometrico utilizzato dalla survey 2MASS) e le magnitudini I (derivanti dal filtro F814W della camera ACS/WFC, montata sul telescopio spaziale HST).

Il primo passo è stato la datazione della popolazione stellare cluster-OP. Come già sottolineato, la grande estensione in luminosità del ramo delle giganti rosse suggerisce senz'altro un'età avanzata per questa popolazione stellare. Un set di isocrone da 10 a 14 Gyr (a step di 1 Gyr) sono state simulate e confrontate con il CMD osservato. La metallicità adottata per l'ammasso è pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$, in accordo con i valori riportati in letteratura (Origlia et al. 2002; Andrew e Frogel 2004; Valenti et al. 2010). Le isocrone sono state trasformate nel piano "dearrossato", utilizzando come modulo di distanza $(m - M)_0 = 14.55$, che corrisponde ad una distanza di 8.1 kpc (Saracino et al. 2015). Solo un piccolo shift di circa 0.08 magnitudini è stato applicato al colore dell'isocrona per riprodurre la posizione nel CMD del ramo delle giganti. Questo piccolo shift probabilmente è dovuto ad un residuo della correzione di reddening che dovrà essere meglio investigato nei mesi futuri. Tuttavia, la modesta entità della correzione residua conferma l'ottimo risultato ottenuto con la procedura di dearrossamento adottata, che di fatto corregge, a meno di pochi centesimi, la grande estinzione in direzione di questo ammasso stellare.

In Figura 5.7 è raffigurato il risultato di questa analisi, riportando l'isocrona di *best-fit* che meglio riproduce la distribuzione osservata dei punti: nello specifico, l'isocrona a 12 Gyr (linea rossa spessa) e per confronto l'isocrona a 11 e 13 Gyr (linee rosse sottili). L'isocrona di *best-fit* è stata determinata tramite una procedura che minimizza i residui tra la distribuzione dei punti e l'isocrona teorica. Come si può apprezzare dall'analisi della Figura 5.7, l'isocrona di età 12 Gyr riproduce in maniera eccellente tutte le caratteristiche osservate del CMD: la posizione e l'estensione dell'RGB (ricordando che la porzione più brillante dell'RGB nel CMD osservato è mancante a causa della saturazione), la posizione del Red Clump, l'andamento del ramo delle Sub-Giganti e la posizione del MS-TO.

La datazione della popolazione cluster-OP conferma che Liller 1 ospita una popolazione stellare estremamente vecchia, risalente al primo Gyr dopo la formazione della Galassia. Questo ammasso è quindi un sistema stellare che ha cominciato la sua storia di formazione durante le prime fasi dell'assemblaggio del Bulge galattico.

L'analisi della distribuzione radiale della popolazione stellare lungo la BP ha evidenziato come questa sia con ogni probabilità appartenente a Liller 1. Per effettuare una

²<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

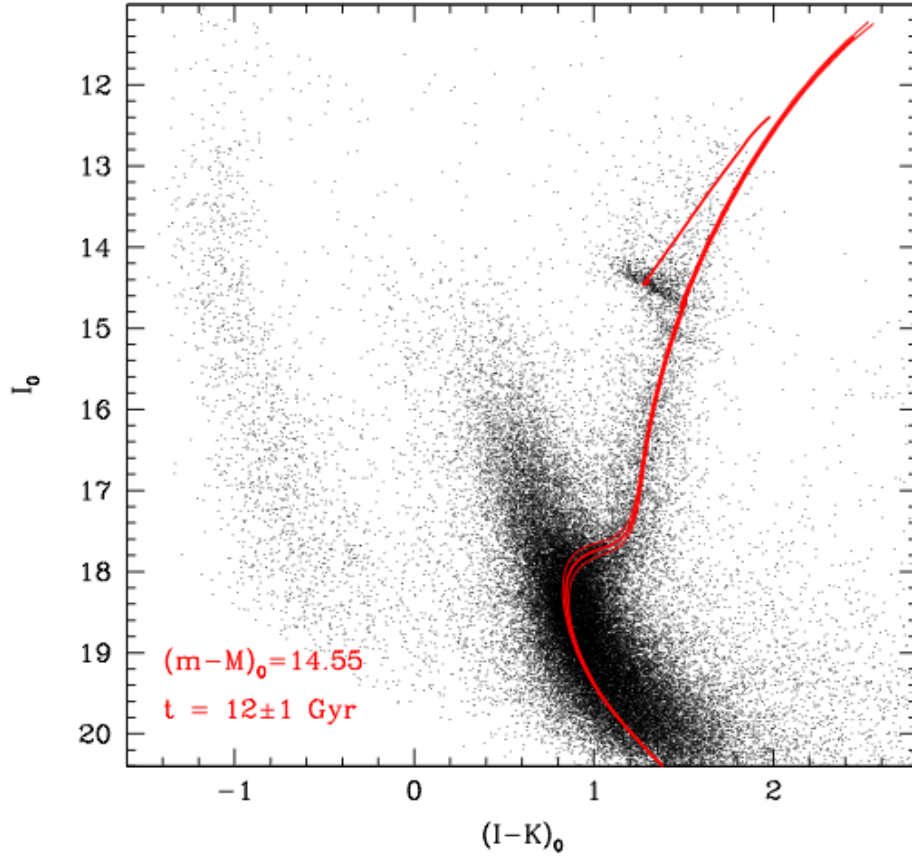


Figura 5.7: CMD nel piano $(I, I - K)$ a seguito della correzione per gli effetti di reddening differenziale. Sul diagramma sono riportate l'isocrona di *best-fit* per la cluster-OP, con età pari a 12 Gyr, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ e $(m - M)_0 = 14.55$. Per confronto, sono mostrate due isocrone con stessi parametri ed età 11 e 13 Gyr.

prima stima dell'età della popolazione BP, abbiamo generato un set di isocrone ad età decrescente, assumendo in prima approssimazione la stessa metallicità della cluster-OP. La Figura 5.8 mostra 3 isocrone sovrapposte al CMD dearrossato, rispettivamente di età 1, 2 e 3 Gyr.

Anche in questo caso, l'accordo con la distribuzione delle stelle osservate è notevole. Questa potrebbe essere la prima evidenza osservativa dell'esistenza di una popolazione estremamente giovane in un sistema stellare del Bulge galattico. Notiamo, tuttavia, che le tre isocrone giovani, soprattutto quella di 1 Gyr, tendono ad occupare una regione sistematicamente più blu rispetto a quella popolata dalle stelle osservate lungo la BP. D'altra parte, per effettuare un confronto appropriato con i modelli, sarebbe necessario conoscere la metallicità della popolazione, poiché un aumento della metallicità, a età fissata, sposta le isocrone verso il rosso.

Se si considera uno scenario di auto-arricchimento, in cui la BP si è formata da gas espulso dalle precedenti generazioni di stelle appartenenti a Liller 1, il contenuto metallico della BP deve essere diverso, nello specifico maggiore, rispetto a quello misurato nella popolazione cluster-OP. La Figura 5.9 mostra il confronto con un set di isocrone con la stessa età rispetto al caso precedente (1, 2 e 3 Gyr) ma per le quali è stata adottata una metallicità sovra-solare pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$, consistente con quanto osservato nel sistema stellare di Bulge Terzan 5 (Sezione 1.2.3).

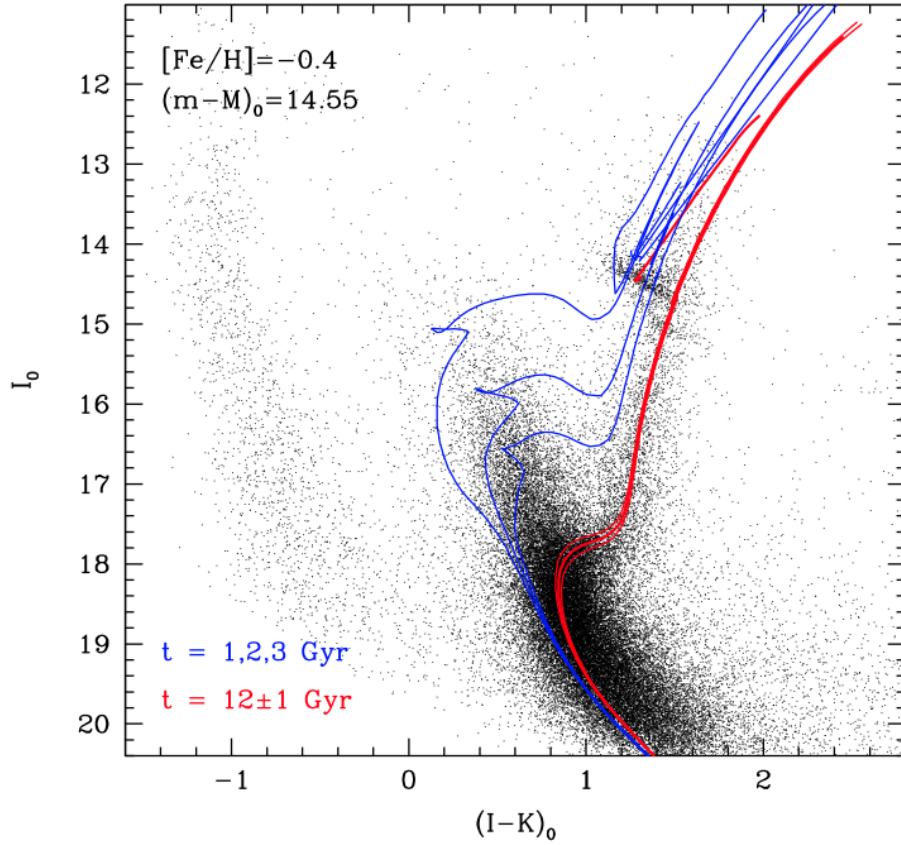


Figura 5.8: CMD nel piano $(I, I - K)$ a seguito della correzione per gli effetti di reddening differenziale. Sul diagramma sono riportate l'isocrona di *best-fit* per la cluster-OP e tre isocrone per la BP di età pari a 1, 2, 3 Gyr (linee blu, da sinistra verso destra, rispettivamente). In entrambi i casi è stato assunto $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ e $(m - M)_0 = 14.55$.

Come ci si aspettava, la posizione delle isocrone giovani si sposta progressivamente verso il rosso all'aumentare della metallicità: dunque, adottando una metallicità più alta per la popolazione più giovane, si ottiene senz'altro un accordo migliore con i dati osservati. Il confronto allora suggerisce che Liller 1 ospiti una popolazione molto giovane e probabilmente più metallica della cluster-OP, supportando così un possibile scenario di auto-arricchimento.

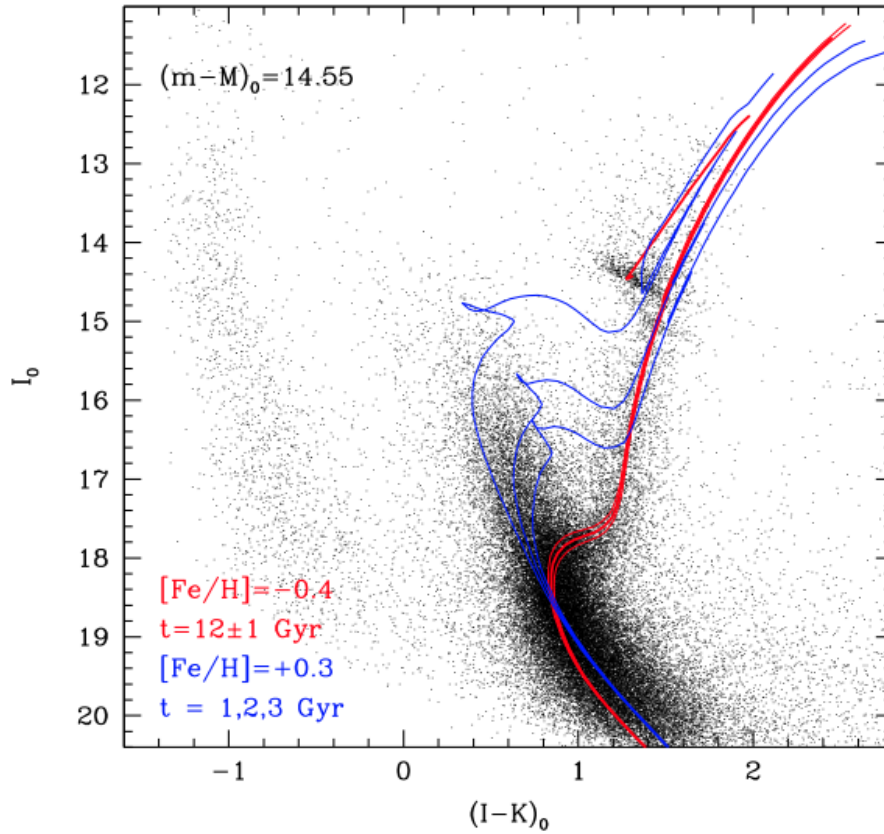


Figura 5.9: CMD nel piano $(I, I - K)$ corretto per gli effetti di reddening differenziale. Sul diagramma sono riportate l'isocrona di *best-fit* per la cluster-OP (linea rossa), con parametri $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ e $(m - M)_0 = 14.55$, e tre isocrone per la BP di età pari a 1, 2, 3 Gyr, assumendo $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$ e stesso modulo di distanza.

5.4 Il confronto tra Liller 1 e Terzan 5

La scoperta più eclatante che emerge a seguito dell'analisi effettuata nei paragrafi precedenti (Sezioni 5.1 e 5.3) risiede nel fatto che il sistema stellare Liller 1, oltre ad ospitare una popolazione coeva alla componente più vecchia del Bulge galattico, di circa 12 Gyr, contiene in aggiunta un'enorme popolazione di stelle giovani fino a 1 Gyr. Questa è la prima volta in cui una popolazione stellare così giovane viene trovata all'interno di un sistema stellare con le apparenze di un ammasso globulare. Tale scoperta colloca Liller 1 molto lontano dalle proprietà che caratterizzano un genuino ammasso globulare e lo ridefinisce come un sistema stellare complesso, capace di trattenere il gas espulso dalle supernovae e alimentare diversi eventi di formazione stellare anche in epoche estremamente recenti, fino a meno di 1 Gyr fa. Questi elementi permettono di avvicinare Liller 1 ad un altro sistema stellare complesso del Bulge galattico, che in apparenza sembra avere le sembianze di un classico ammasso globulare: Terzan 5. Dunque, Liller 1 e Terzan 5 sono siti di recente formazione stellare nel Bulge della Via Lattea.

Come descritto nella Sezione 1.2.3, Terzan 5 è stato il primo sistema stellare del Bulge a presentare le sembianze di un ammasso globulare, ma che ha invece rivelato di aver subito una storia di formazione complessa (Ferraro et al. 2009). L'analisi delle sue popolazioni ha permesso di concludere che, molto probabilmente, Terzan 5 sia

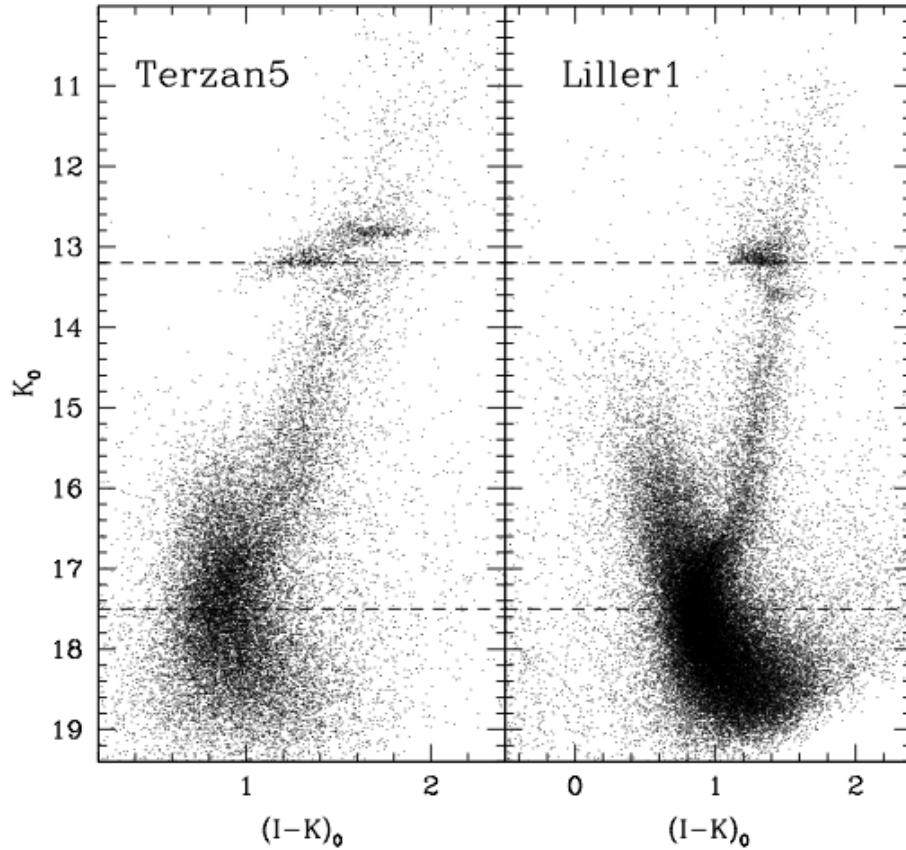


Figura 5.10: CMD nel piano $(K, I - K)_0$ dei sistemi stellari Terzan 5 (pannello di sinistra) e Liller 1 (pannello di destra). Sul diagramma sono tracciate delle linee tratteggiate in corrispondenza del RC e MS-TO delle popolazioni vecchie.

il *remnant* di un sistema stellare più complesso, che ha subito almeno due rilevanti episodi di formazione stellare: un episodio remoto avvenuto circa 12 Gyr fa e uno molto più recente, intorno a 4.5 Gyr fa. Questi *burst* di formazione hanno generato popolazioni con caratteristiche chimiche differenti: per la componente vecchia si è misurata una metallicità sub-solare pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ e abbondanza di elementi- α $[\alpha/\text{Fe}] = +0.34$, mentre per la popolazione giovane si è misurata una metallicità sovrasolare con $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$ e $[\alpha/\text{Fe}] = +0.03$. Questi valori di abbondanze chimiche sono perfettamente compatibili con la distribuzione tracciata dalle stelle di campo del Bulge galattico, sottolineando la stretta connessione fra Terzan 5 e il Bulge.

La Figura 5.10 mostra il confronto dei CMD nel piano $(K, I - K)_0$ fra Terzan 5 e Liller 1. Si può apprezzare come le caratteristiche delle popolazioni stellari nei due sistemi appaiano diverse, ma con similitudini estremamente rilevanti. Facendo riferimento a Terzan 5, la caratteristica principale è sicuramente la scoperta dei due Red Clump ben distinguibili nel diagramma, i quali hanno aperto la strada alla scoperta dell'esistenza di popolazioni stellari multi-metalliche e multi-età. A differenza di Terzan 5, nel caso di Liller 1 non è rilevabile nessuna chiara evidenza nella regione evoluta del CMD, mentre è ben evidenziabile l'esistenza della popolazione giovane nella regione della sequenza principale. Tuttavia, nel confronto dei CMD, è da notare come la regione attorno al MS-TO appaia molto più complessa nel caso di Liller 1, indicando una fase di formazione stellare più estesa ed intensa. Osservando il CMD di Liller 1, la mancanza

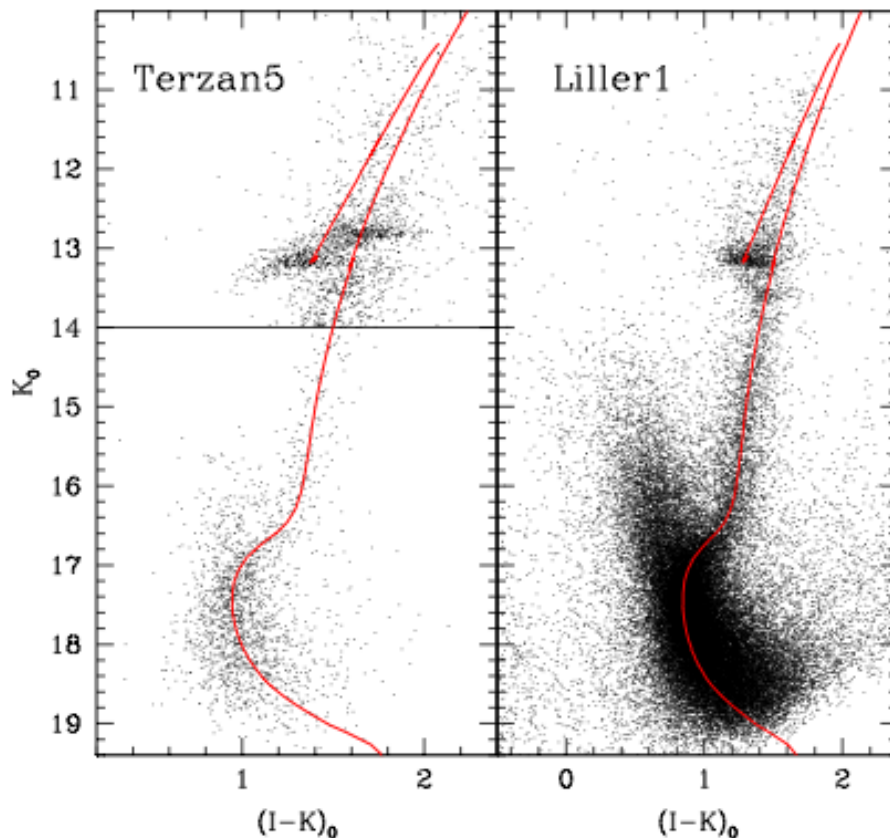


Figura 5.11: CMD nel piano $(K, I - K)_0$ dei sistemi stellari Terzan 5 (pannello di sinistra) e Liller 1 (pannello di sinistra). Per entrambi i diagrammi, è riportata in rosso l'isocrona di *best-fit* per la cluster-OP, con età pari a 12 Gyr, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ e $(m - M)_0 = 14.55$. Nel caso di Terzan 5, per magnitudini $K_0 > 14$ sono mostrate solo le stelle osservate in una piccola regione del sistema.

delle caratteristiche anomale, visibili invece in Terzan 5, è attribuibile al fatto che mentre in Terzan 5 la popolazione giovane è stata originata da un *burst* di formazione avvenuto 4.5 Gyr fa, nel caso di Liller 1 la distribuzione delle stelle lungo la sequenza principale sembra suggerire che l'epoca di formazione stellare sia prolungata ed estesa fino a tempi molto recenti. Pertanto, Liller 1 ospita delle popolazioni stellari più giovani rispetto a quella scoperta in Terzan 5. Queste popolazioni sono caratterizzate da tempi evolutivi estremamente rapidi nelle fasi evolutive avanzate. Dunque vi è una ridotta possibilità di osservare delle caratteristiche rilevanti nelle regioni corrispondenti del CMD (come, per esempio, quella del RC). Inoltre, la formazione stellare in Liller 1 potrebbe essere stata più estesa nel tempo rispetto a quella di Terzan 5. Di conseguenza, non è sorprendente l'assenza di *features* anomale nelle regioni del diagramma che rappresentano stadi evolutivi avanzati.

È notevole invece la somiglianza che intercorre fra le caratteristiche osservate della popolazione vecchia per i due sistemi in esame. In Figura 5.10, il CMD di Terzan 5 è stato riportato alla stessa distanza di Liller 1, in modo da poter confrontare direttamente le morfologie delle sequenze evolutive. In entrambi i diagrammi, sono riportate le linee (tratteggiate in figura) che evidenziano, per la popolazione vecchia dei due sistemi, il livello del RC e del MS-TO e si può notare come l'accordo sia eccellente. Per confermare la sorprendente somiglianza delle popolazioni vecchie nei due sistemi, in Figura 5.11

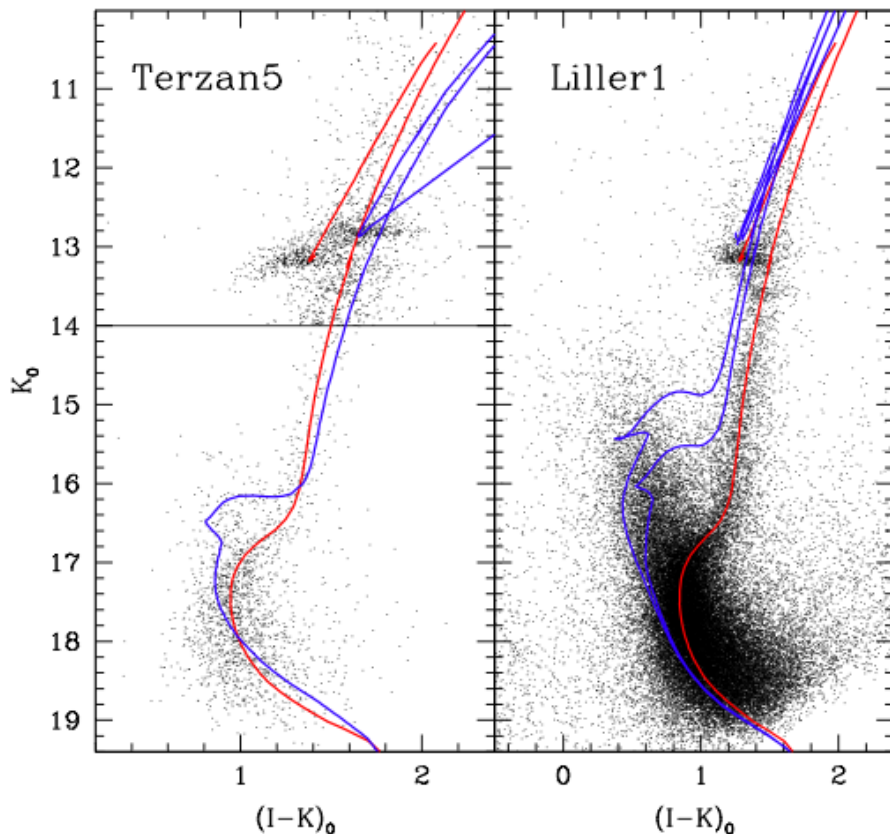


Figura 5.12: CMD nel piano $(K, I - K)_0$ dei sistemi stellari Terzan 5 (pannello di sinistra) e Liller 1 (pannello di destra). Per Terzan 5, in rosso è sovrapposta l'isocrona di *best-fit* per la cluster-OP mentre in blu l'isocrona per la popolazione giovane assumendo i parametri $t=4.5$ Gyr e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$ (Ferraro et al. 2016). Per Liller 1, sul diagramma sono riportate in rosso l'isocrona di *best-fit* per la cluster-OP e in blu due isocrone per la BP di età pari a 1 e 2 Gyr. In entrambi i casi è stato assunto $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$.

è riportata la stessa isocrona di 12 Gyr. Nel caso di Terzan 5, per $K_0 \geq 14$, sono mostrate solo le stelle selezionate in una piccola regione del sistema, in modo tale da evidenziare il MS-TO della popolazione giovane, composto dal gruppo di stelle evidente a luminosità maggiori rispetto al MS-TO della popolazione vecchia (tracciata dalla linea rossa). L'isocrona a 12 Gyr riproduce in modo ottimale, in entrambi i casi, le sequenze evolutive del diagramma, dimostrando come questi due sistemi si siano formati all'incirca alla stessa epoca, coincidente con quella di formazione del Bulge galattico. La nascita di due sistemi con una storia di formazione stellare complessa, in corrispondenza della stessa epoca di formazione del Bulge, suggerisce che questi due casi siano i relitti di strutture primordiali che hanno contribuito a generare il Bulge della nostra galassia, disgregandosi in ampia parte. La scoperta di queste proprietà per l'ammasso Liller 1 conferma dunque lo scenario suggerito in Ferraro et al. (2009) e Ferraro et al. (2016). In questo contesto, il riconoscimento della popolazione giovane che risiede in Liller 1 dimostra che il sistema stellare Terzan 5 non sia unico e pertanto altri sistemi stellari con storia di formazione complessa possono essere ancora nascosti in quella che viene definita popolazione di ammassi globulari del Bulge.

In Figura 5.12 sono mostrati i CMD dei due sistemi stellari con sovrapposte le isocrone sia per la popolazione vecchia (in rosso) che per quella giovane (in blu). Nel

caso di Liller 1 sono mostrate solamente le isocrone di età 2 e 3 Gyr. Questa figura può riassumere quanto spiegato in questo paragrafo: da un lato, conferma la remota epoca di formazione per questi sistemi, dall'altro evidenzia la peculiare storia di formazione stellare che ha caratterizzato l'evoluzione di questi relitti.

Nei prossimi anni, la misura del contenuto di metalli e dei moti propri della popolazione giovane in Liller 1 permetterà un'analisi più accurata delle sue caratteristiche.

Capitolo 6

Conclusioni

L'oggetto di questa tesi è stato lo studio fotometrico del sistema stellare Liller 1.

Il motivo che ha portato all'esplorazione di questo particolare sistema stellare deriva dalla scoperta che Terzan 5, precedentemente catalogato come ammasso globulare, potrebbe invece essere il *remnant* di uno dei sistemi primordiali che hanno contribuito a generare il Bulge della Galassia (Ferraro et al. 2009; Ferraro et al. 2016). Questa possibilità ha aperto la caccia ad altri sistemi stellari simili, ovvero oggetti con l'aspetto di ammassi globulari, molto massicci e ancora poco studiati, che potrebbero ospitare popolazioni stellari con diversa età e metallicità. In questo contesto, Liller 1 è uno dei migliori candidati, poiché, a causa della fortissima estinzione nella sua direzione (con un arrossamento superiore a 3 magnitudini, equivalente ad un'estinzione di circa 10 magnitudini nella banda V), le caratteristiche della sua popolazione stellare sono rimaste largamente inesplorate fino a questo lavoro di tesi.

Per lo studio fotometrico di Liller 1 sono stati utilizzati dati provenienti da due diversi strumenti:

- La camera ACS/WFC del telescopio spaziale HST, dalla quale sono state ottenute immagini nei filtri F606W (banda V) e F814W (banda I). Queste immagini, facenti parte del programma GO-15231 (PI: Ferraro), sono in assoluto le prime acquisite nella banda visibile per questo ammasso e risalgono ad Agosto 2019;
- La camera GSAOI, facente parte dello strumento di ottica adattiva GeMS, montato al Gemini South Telescope (Chile). Le immagini derivanti da questo data-set sono state acquisite nei filtri J e K e rientrano nel programma ID: GS-2013-Q-23 (PI: Geisler).

Il primo obiettivo di questa tesi è stato la creazione di un catalogo fotometrico ottimale che permettesse lo studio dettagliato di tutte le sequenze evolutive nel CMD. A tale scopo, è stata implementata per l'analisi fotometrica una procedura ad hoc che ha permesso di sfruttare vicendevolmente le proprietà del data-set proveniente da HST e quelle dei dati GeMS. È stato quindi costruito un catalogo fotometrico, calibrato e astrometrizzato, che contiene le magnitudini nelle bande V, I, J e K.

A questo punto, l'analisi dei CMD nei diversi piani osservativi, corrispondenti alle varie combinazioni di filtri, ha portato ad identificare il piano "ibrido", che combina la banda ottica I con la banda infrarossa K, come il piano ideale per lo studio delle popolazioni stellari in Liller 1.

L'ammasso stellare Liller 1 è affetto da forte reddening differenziale, pertanto il secondo passo di questo lavoro è stato correggerne l'effetto nel CMD. Seguendo il

procedimento proposto in Pallanca et al. (2019), è stata costruita la mappa di reddening differenziale nella direzione di Liller 1, con una risoluzione spaziale minore di $5''$. Questa mappa è stata utilizzata per correggere l'effetto dell'estinzione per ciascuna stella misurata nel campo di vista in comune fra le camere ACS/WFC e GeMS. Questo ha consentito di costruire dei diagrammi colore-magnitudine ben definiti, nei quali è possibile distinguere le diverse componenti dell'ammasso e le fasi evolutive delle sue popolazioni.

L'analisi del CMD nel piano (I, I–K), a valle della correzione per reddening differenziale, ha mostrato l'esistenza di almeno tre sotto-popolazioni:

1. una estremamente calda, riconducibile a stelle di MS del disco galattico;
2. una fredda, che mostra le classiche caratteristiche di una popolazione stellare metal-rich e vecchia (qui chiamata cluster Old Population: cluster-OP);
3. una anomala (in questo lavoro chiamata Blue Plume: BP), che si presenta come il prolungamento della MS della popolazione vecchia.

È da notare che la popolazione della BP è molto numerosa: considerando le stelle più brillanti di uno stesso livello di magnitudine ($I_0 = 17.4$), la popolazione di BP è più numerosa di quella di cluster-OP (rispettivamente 4300 e 3600 stelle). L'analisi della distribuzione radiale delle tre componenti, effettuata attraverso la costruzione delle distribuzioni cumulative normalizzate rispetto al centro di Liller 1, ha confermato che la popolazione calda mostra una distribuzione spaziale uniforme nel campo di vista coperto dalle osservazioni, incompatibile con le altre, risultando consistente, invece, con quella attesa per una popolazione di disco. Il risultato più eclatante è stata la scoperta che la popolazione BP mostra una distribuzione radiale del tutto conciliabile con quella della cluster-OP (entrambe incompatibili con la distribuzione della popolazione di disco a più di 5σ), suggerendo così di appartenere entrambe al sistema stellare Liller 1. Ancora più sorprendente è il fatto che la porzione più luminosa della BP ($I_0 < 16$) sia addirittura più centralmente segregata della cluster-OP. Questo risultato è assolutamente inatteso: nessun ammasso globulare studiato finora ha mai mostrato un contenuto stellare simile a quello scoperto in Liller 1.

Il risultato della datazione delle due popolazioni è ancora più inaspettato. Adottando il set di isocrone PARSEC (Bressan et al. 2012) con metallicità e modulo di distanza di letteratura, rispettivamente $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ e $(m - M)_0 = 14.55$, abbiamo in primo luogo datato la popolazione cluster-OP, ottenendo un valore di circa 12 Gyr, che conferma come Liller 1 sia una struttura estremamente vecchia formatesi durante le prime fasi di assemblaggio della Via Lattea. La stima dell'età della BP richiede invece isocrone di gran lunga più giovani, fino a circa 1 Gyr. Il confronto con le isocrone ha inoltre mostrato che quelle che meglio riescono a riprodurre la distribuzione delle stelle lungo la BP richiedono una metallicità più alta rispetto a quella della componente vecchia. Per esempio, l'accordo migliora notevolmente assumendo una metallicità sovra-solare pari a $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.3$, come osservato nel sistema Terzan 5 (Massari et al. 2014). Naturalmente, una datazione accurata della popolazione di BP richiede una misura della metallicità di queste stelle, da effettuare nei prossimi mesi. In ogni modo, l'analisi effettuata in questo lavoro dimostra inequivocabilmente che la popolazione di BP è senz'altro una componente più giovane e probabilmente più metallica della popolazione di cluster-OP.

Finora, quindi, l'analisi ha dimostrato che Liller 1 ospita una popolazione stellare vecchia (12 Gyr) e una molto giovane (fino a 1 Gyr). Questa evidenza colloca Liller 1 al

di fuori della definizione classica di ammasso globulare, ovvero un sistema caratterizzato da stelle coeve (almeno entro 100 Myr) e rigorosamente mono-metalliche: Liller 1 è un sistema stellare che ospita popolazioni multi-età (su scala di molti Gyr) e probabilmente multi-metalliche. Le proprietà osservate delle popolazioni sono pienamente consistenti con uno scenario di auto-arricchimento, in cui il sistema stellare ha (o almeno ha avuto) una buca di potenziale sufficiente da trattenere il gas emesso dalle SNe al suo interno, sperimentando successivamente episodi multipli di formazione stellare.

Questo scenario è stato già adottato per un altro sistema stellare (con le apparenze di ammasso globulare) del Bulge galattico: Terzan 5. Il confronto tra le proprietà di Terzan 5 e quelle di Liller 1 è estremamente interessante. Infatti, se da una parte le caratteristiche delle popolazioni stellari nei due sistemi appaiono diverse, dall'altra mostrano delle similitudini notevoli:

1. le caratteristiche della popolazione stellare vecchia nei due sistemi sono sorprendentemente simili, tanto da poter essere riprodotte dalla stessa isocrona con metallicità di circa $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ ed età 12 Gyr;
2. le caratteristiche delle popolazioni stellari giovani sono invece molto diverse: in Terzan 5 ci sono evidenze di un *burst* di formazione stellare risalente a 4.5 Gyr fa (come si evince dal RC più luminoso scoperto da Ferraro et al. 2009 e dal MS-TO secondario discusso in Ferraro et al. 2016). In Liller 1, invece, c'è chiara evidenza di episodi di formazione stellare molto recenti (risalenti addirittura a 1 Gyr fa), mentre non ci sono indicazioni di rilevanti eventi di formazione stellare più antichi: questi *burst*, infatti, avrebbero lasciato delle caratteristiche evolutive ben visibili (come ad esempio RC secondari ben popolati) che invece non si osservano nel CMD di Liller 1.

Lo scenario che emerge da quanto presentato in questa tesi si può dunque riassumere come segue: Liller 1 non è un genuino ammasso globulare, ma un sistema con una storia di formazione stellare complessa, ed è la seconda struttura di questo genere che viene scoperta nel Bulge della Galassia. Il primo punto dimostra come Terzan 5 e Liller 1 si siano formati pressappoco alla stessa epoca (coincidente con quella di formazione del Bulge galattico), da strutture primordiali aventi all'incirca la stessa composizione chimica (compatibile con quella osservata nelle stelle di campo del Bulge). Questo suggerisce che siano i relitti di strutture primordiali che probabilmente popolavano il proto-Bulge galattico. Il secondo punto dimostra che l'evoluzione di questi sistemi, in termini di formazione stellare, è stata molto diversa e probabilmente anche influenzata dalla loro orbita e da eventuali interazioni con l'ambiente.

In ogni modo, la scoperta di questa seconda struttura complessa conferma lo scenario proposto da Ferraro et al. (2009) e Ferraro et al. (2016), secondo il quale questi sistemi stellari sono ciò che rimane di strutture più massicce che hanno contribuito a formare il Bulge della nostra galassia, in accordo con alcuni modelli proposti in letteratura (Immeli et al. 2004; Elmegreen et al. 2008). A conferma di ciò, *clumps* massicci, di massa circa pari a 10^8 - $10^9 M_\odot$ sono osservati nelle regioni centrali di galassie in formazione ad alto redshift (Elmegreen et al. 2009), dimostrando così come queste strutture potessero effettivamente esistere all'epoca della formazione del Bulge galattico. Mentre gran parte di questi agglomerati primordiali ha partecipato a processi di merging che hanno rapidamente portato alla formazione del Bulge, alcuni di essi, per qualche ragione, sono sopravvissuti al processo di distruzione e adesso presentano le sembianze di

ammassi globulari massicci. Nel tempo, il gas arricchito dalla prima generazione di stelle si è sedimentato nelle regioni centrali del sistema, per poi alimentare nuovi eventi di formazione stellare, probabilmente indotti da interazioni con altre strutture o da processi più complessi. Come dimostrato dalle popolazioni di Terzan 5 e Liller 1, questi *remnant* sono siti di recente formazione stellare nel Bulge e dunque i possibili responsabili della piccola percentuale di stelle giovani identificate finora nella popolazione di campo del Bulge. Le proprietà osservate per Terzan 5 e Liller 1 nella Via Lattea e l'esistenza di agglomerati massicci nelle galassie in formazione ad alto redshift, dimostrano che lo scenario proposto potrebbe essere alla base del processo di formazione di tutti i bulge galattici.

6.1 Sviluppi futuri

Per meglio caratterizzare le proprietà e la storia evolutiva di Liller 1, in primo luogo è urgente effettuare un'analisi chimica completa della popolazione della BP in termini di metallicità e di abbondanza di elementi- α , che tracciano l'arricchimento da SNe. Il confronto con la composizione chimica della popolazione vecchia permetterà di chiarire lo scenario di auto-ricchimento sperimentato dal sistema. Osservazioni spettroscopiche con lo spettrografo MUSE dell'ESO-VLT sono già state richieste con questo specifico obiettivo.

In secondo luogo, l'analisi dei moti propri delle stelle appartenenti alla BP permetterà un'accurata decontaminazione del campione dalla presenza di eventuali stelle spurie che possono essere la causa delle piccole anomalie osservate nelle distribuzioni radiali. Questa indagine sarà possibile tramite l'acquisizione di immagini con risoluzione spaziale simile a quelle utilizzate in questo lavoro di tesi (con HST, GeMS o JWST), in un arco temporale di 5-6 anni.

Lo sviluppo di CMD sintetici, costruiti adottando vari scenari di formazione stellare per la BP, potrà inoltre contribuire a chiarire nel dettaglio l'esistenza e l'entità di diversi eventi di formazione stellare.

Infine, i risultati presentati in questa tesi sicuramente rilanceranno la caccia a nuovi sistemi stellari simili a Terzan 5 e Liller 1, ancora nascosti nel Bulge galattico.

Bibliografia

- Andrew, W. S., e J. A. Frogel. 2004. «An Infrared Spectroscopic Study of Eight Galactic Globular Clusters». *The Astronomical Journal* 127 (2): 925–937. doi:10.1086/381294.
- Barbuy, B., E. Bica e S. Ortolani. 1998. «Globular clusters within 5(deg) of the Galactic center». *A&A* 333:117–124.
- Behrendt, M., A. Burkert e M. Schartmann. 2016. «CLUSTERS OF SMALL CLUMPS CAN EXPLAIN THE PECULIAR PROPERTIES OF GIANT CLUMPS IN HIGH-REDSHIFT GALAXIES». *The Astrophysical Journal* 819 (1): L2. doi:10.3847/2041-8205/819/1/L2.
- Bellini, A., et al. 2013. «The Intriguing Stellar Populations in the Globular Clusters NGC 6388 and NGC 6441». *ApJ* 765, 32 (1): 32. doi:10.1088/0004-637X/765/1/32.
- Bensby, T., et al. 2017. «Chemical evolution of the Galactic bulge as traced by microlensed dwarf and subgiant stars. VI. Age and abundance structure of the stellar populations in the central sub-kpc of the Milky Way». *A&A* 605, A89:A89. doi:10.1051/0004-6361/201730560.
- Bica, E., S. Ortolani e B. Barbuy. 2016. «Globular Clusters in the Galactic Bulge». *Publications of the Astronomical Society of Australia* 33:e028. doi:10.1017/pasa.2015.47.
- Bonatto, C., F. Campos e S. O. Kepler. 2013. «Mapping the differential reddening in globular clusters». *MNRAS* 435 (1): 263–272. doi:10.1093/mnras/stt1304.
- Bressan, A., et al. 2012. «PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code». *MNRAS* 427 (1): 127–145. doi:10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x.
- Cardelli, J. A., G. C. Clayton e J. S. Mathis. 1989. «The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction». *ApJ* 345:245. doi:10.1086/167900.
- Casagrande, L., e D. A. VandenBerg. 2014. «Synthetic stellar photometry - I. General considerations and new transformations for broad-band systems». *MNRAS* 444 (1): 392–419. doi:10.1093/mnras/stu1476.
- Clarkson, W., et al. 2008. «Stellar Proper Motions in the Galactic Bulge from Deep Hubble Space Telescope ACS WFC Photometry». *ApJ* 684 (2): 1110–1142. doi:10.1086/590378.
- Clarkson, W., et al. 2011. «The First Detection of Blue Straggler Stars in the Milky Way Bulge». *ApJ* 735, 37 (1): 37. doi:10.1088/0004-637X/735/1/37.
- D’Ercole, A., et al. 2008. «Formation and dynamical evolution of multiple stellar generations in globular clusters». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 391 (2): 825–843. ISSN: 0035-8711. doi:10.1111/j.1365-2966.2008.13915.x.

- Dalessandro, E., et al. 2014. «First Evidence of Fully Spatially Mixed First and Second Generations in Globular Clusters: The Case of NGC 6362». *ApJ* 791, L4 (1): L4. doi:10.1088/2041-8205/791/1/L4.
- Dalessandro, E., et al. 2018. «The Unexpected Kinematics of Multiple Populations in NGC 6362: Do Binaries Play a Role?» *The Astrophysical Journal* 864 (1): 33. doi:10.3847/1538-4357/aad4b3.
- Dotter, A., et al. 2008. «The Dartmouth Stellar Evolution Database». *ApJS* 178 (1): 89–101. doi:10.1086/589654.
- Ellerbroek, B. L., e D. W. Tyler. 1998. «Adaptive Optics Sky Coverage Calculations for the Gemini-North Telescope». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 110 (744): 165–185. doi:10.1086/316120.
- Elmegreen, B. G., F. Bournaud e D. Elmegreen. 2008. «Bulge Formation by the Coalescence of Giant Clumps in Primordial Disk Galaxies». *ApJ* 688 (1): 67–77. doi:10.1086/592190.
- Elmegreen, B. G., et al. 2009. «Bulge and Clump Evolution in Hubble Ultra Deep Field Clump Clusters, Chains and Spiral Galaxies». *ApJ* 692 (1): 12–31. doi:10.1088/0004-637X/692/1/12.
- Ferraro, F. R., et al. 2016. «THE AGE OF THE YOUNG BULGE-LIKE POPULATION IN THE STELLAR SYSTEM TERZAN 5: LINKING THE GALACTIC BULGE TO THE HIGH-ZUNIVERSE». *The Astrophysical Journal* 828 (2): 75. doi:10.3847/0004-637x/828/2/75.
- Ferraro, F. R., et al. 2009. «The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge». *Nature* 462 (7272): 483–486. doi:10.1038/nature08581.
- Ferraro, F.R., et al. 1999. «The Giant, Horizontal, and Asymptotic Branches of Galactic Globular Clusters. I. The Catalog, Photometric Observables, and Features». *The Astronomical Journal* 118 (4): 1738–1758. doi:10.1086/301029.
- Frogel, J. A., L. E. Kuchinski e G. P. Tiede. 1995. «Infrared Array Photometry of Metal-Rich Globular Clusters. II. Liller 1- The Most Metal Rich Cluster?» *AJ* 109:1154. doi:10.1086/117348.
- Girardi, L., et al. 2002. «Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets». *A&A* 391:195–212. doi:10.1051/0004-6361:20020612.
- Grieco, V., et al. 2012. «Chemical evolution of the Galactic bulge: different stellar populations and possible gradients». *A&A* 548, A60:A60. doi:10.1051/0004-6361/201219761.
- Harris, W. E. 2010. «A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way». *arXiv e-prints*. arXiv: 1012.3224 [astro-ph.GA].
- Heitsch, F., e T. Richtler. 1999. «The metal-rich globular clusters of the Milky Way». *A&A* 347:455–472.
- Holtzman, J. A., et al. 1995. «The photometric performance and calibration of WFPC2». *PASP* 107:1065–1093.
- Immeli, A., et al. 2004. «Gas physics, disk fragmentation, and bulge formation in young galaxies». *A&A* 413:547–561. doi:10.1051/0004-6361:20034282.

- King, I. R. 1966. «The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models». *AJ* 71:64. doi:10.1086/109857.
- Lanzoni, B., et al. 2010. «NEW DENSITY PROFILE AND STRUCTURAL PARAMETERS OF THE COMPLEX STELLAR SYSTEM TERZAN 5». *The Astrophysical Journal* 717 (2): 653–657. doi:10.1088/0004-637x/717/2/653.
- Lucas, R. A., T. Desjardins et al. 2018. *ACS Data Handbook, Version 9.0*. Baltimore: STScI.
- Massari, D., et al. 2014. «CECI N’EST PAS A GLOBULAR CLUSTER: THE METALLICITY DISTRIBUTION OF THE STELLAR SYSTEM TERZAN 5». *The Astrophysical Journal* 795 (1): 22. doi:10.1088/0004-637x/795/1/22.
- Massari, D., et al. 2012. «High-resolution Reddening Map in the Direction of the Stellar System Terzan 5». *ApJ* 755, L32 (2): L32. doi:10.1088/2041-8205/755/2/L32.
- McWilliam, A., e M. Zoccali. 2010. «Two Red Clumps and the X-shaped Milky Way Bulge». *ApJ* 724 (2): 1491–1502. doi:10.1088/0004-637X/724/2/1491.
- McWilliam, A., et al. 2008. «The Evolution of Oxygen and Magnesium in the Bulge and Disk of the Milky way». *AJ* 136 (1): 367–374. doi:10.1088/0004-6256/136/1/367.
- Meurer, G. R., et al. 2003. «Calibration of Geometric Distortion in the ACS Detectors». In *HST Calibration Workshop : Hubble after the Installation of the ACS and the NICMOS Cooling System*, 65.
- Milone, A. P., et al. 2012. «The ACS survey of Galactic globular clusters. XII. Photometric binaries along the main sequence». *A&A* 540, A16:A16. doi:10.1051/0004-6361/201016384.
- Minniti, D., et al. 2010. «VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way». *New A* 15:433–443.
- Nataf, D. M. 2016. «The Controversial Star-Formation History and Helium Enrichment of the Milky Way Bulge». *Publications of the Astronomical Society of Australia* 33:e023. doi:10.1017/pasa.2015.38.
- Neichel, B., et al. 2014. «Gemini multiconjugate adaptive optics system review - II. Commissioning, operation and overall performance». *MNRAS* 440 (2): 1002–1019. doi:10.1093/mnras/stu403.
- Ness, M., M. Asplund e A. R. Casey. 2014. «NGC 6522: a typical globular cluster in the Galactic bulge without signatures of rapidly rotating Population III stars». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 445 (3): 2994–2998. doi:10.1093/mnras/stu2144.
- Origlia, L., M. Rich e S. Castro. 2002. «High-Resolution Infrared Spectra of Bulge Globular Clusters: Liller 1 and NGC 6553». *The Astronomical Journal* 123 (3): 1559–1569. doi:10.1086/338897.
- Origlia, L., et al. 2010. «SPECTROSCOPY UNVEILS THE COMPLEX NATURE OF TERZAN 5». *The Astrophysical Journal* 726 (2): L20. doi:10.1088/2041-8205/726/2/L20.
- Ortolani, S., et al. 1995. «Near-coeval formation of the Galactic bulge and halo inferred from globular cluster ages». *Nature* 377 (2): 701–704. doi:10.1038/377701a0.

- Ortolani, S., et al. 2001. «HST NICMOS photometry of the reddened bulge globular clusters NGC 6528, Terzan 5, Liller 1, UKS 1 and Terzan 4». *A&A* 376:878–884. doi:10.1051/0004-6361:20011045.
- Pallanca, C., et al. 2019. «High-resolution Extinction Map in the Direction of the Bulge Globular Cluster NGC 6440». *ApJ* 882, 159 (2): 159. doi:10.3847/1538-4357/ab35db.
- Piotto, G., et al. 2007. «A Triple Main Sequence in the Globular Cluster NGC 2808». *ApJ* 661 (1): L53–L56. doi:10.1086/518503.
- Ragazzoni, R., et al. 2002. «Multiple field of view layer-oriented adaptive optics». *A&A* 396:731–744. doi:10.1051/0004-6361:20021406.
- Ransom, S.M., et al. 2005. «Twenty-One Millisecond Pulsars in Terzan 5 Using the Green Bank Telescope». *Science* 307 (5711): 892–896. doi:10.1126/science.1108632.
- Renzini, A., e F. Fusi Pecci. 1988. «Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters.» *ARA&A* 26:199–244. doi:10.1146/annurev.aa.26.090188.001215.
- Renzini, A., et al. 2015. «The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - V. Constraints on formation scenarios». *MNRAS* 454 (4): 4197–4207. doi:10.1093/mnras/stv2268.
- Riechert, H., et al. 2018. «GeMS/GSAOI: towards regular astrometric distortion correction». In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII*, a cura di Christopher J. Evans, Luc Simard e Hideki Takami, 10702:987–1000. International Society for Optics e Photonics, SPIE. doi:10.1117/12.2313460.
- Ryon, J. E., et al. 2019. *ACS Instrument Handbook, Version 19.0*. Baltimore: STScI.
- Saha, K., e O. Gerhard. 2013. «Secular evolution and cylindrical rotation in boxy/peanut bulges: impact of initially rotating classical bulges». *MNRAS* 430 (3): 2039–2046. doi:10.1093/mnras/stt029.
- Saracino, S., et al. 2015. «GEMINI/GeMS OBSERVATIONS UNVEIL THE STRUCTURE OF THE HEAVILY OBSCURED GLOBULAR CLUSTER LILLER 1». *APJ* 806:152–160.
- Saracino, S., et al. 2019. «A Panchromatic View of the Bulge Globular Cluster NGC 6569». *ApJ* 874, 86 (1): 86. doi:10.3847/1538-4357/ab07c4.
- Sarajedini, A., et al. 2007. «The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview and Clusters without Previous Hubble Space Telescope Photometry». *AJ* 133 (4): 1658–1672. doi:10.1086/511979.
- Stetson, P.B. 1987. «DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry». *PASP* 99:191–222.
- . 1994. «The Center of the Core-Cusp Globular Cluster M15: CFHT and HST Observations, ALLFRAME Reductions». *PASP* 106:250–280.
- Tam, P. H. T., et al. 2011. «GAMMA-RAY EMISSION FROM THE GLOBULAR CLUSTERS LILLER 1, M80, NGC 6139, NGC 6541, NGC 6624, AND NGC 6752». *The Astrophysical Journal* 729 (2): 90. doi:10.1088/0004-637x/729/2/90.
- Tartaskii, V., e R. A. Silverman. 1961. *Wave propagation in a turbulent medium*. New York : McGraw-Hill.

- Valenti, E., F. R. Ferraro e L. Origlia. 2010. «Near-infrared properties of 12 globular clusters towards the inner bulge of the Galaxy». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 402 (3): 1729–1739. ISSN: 0035-8711. doi:10.1111/j.1365-2966.2009.15991.x.
- Valenti, E., et al. 2013. «Stellar ages through the corners of the boxy bulge». *A&A* 559, A98:A98. doi:10.1051/0004-6361/201321962.
- Verbunt, F., e P. Hut. 1987. «The Globular Cluster Population of X-Ray Binaries». In *The Origin and Evolution of Neutron Stars*, a cura di D. J. Helfand e J. -H. Huang, 125:187. IAU Symposium.
- Zoccali, M., et al. 2003. «Age and metallicity distribution of the Galactic bulge from extensive optical and near-IR stellar photometry». *A&A* 399:931–956. doi:10.1051/0004-6361:20021604.
- Zoccali, M., et al. 2008. «The metal content of bulge field stars from FLAMES-GIRAFFE spectra. I. Stellar parameters and iron abundances». *A&A* 486 (1): 177–189. doi:10.1051/0004-6361:200809394.